

SELEÇÃO DOS MODELOS DE MECANISMOS DE EXPLOÇÃO DE  
SUPERNOVAS ATRAVÉS DOS ELEMENTOS PESADOS OBSERVADOS NO  
MEIO INTRA-AGLOMERADO

Rebeca Maria Batalha de Melo

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional/MCTIC, como parte dos requisitos necessários à obtenção do Grau de Mestre em Astronomia.

Orientador: Renato de Alencar Dupke

Rio de Janeiro

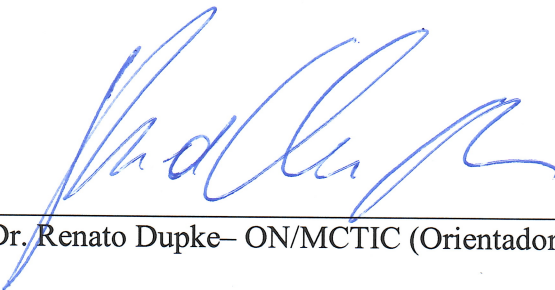
Março de 2018

“SELEÇÃO DOS MODELOS DE MECANISMOS DE EXPLOÇÃO DE  
SUPERNOVAS ATRAVÉS DOS ELEMENTOS PESADOS OBSERVADOS NO  
MEIO INTRA-AGLOMERADO”

REBECA MARIA BATALHA DE MELO

DISSERTAÇÃO SUBMETIDA AO CORPO DOCENTE DO PROGRAMA DE  
PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL  
COMO PARTE DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO  
GRAU DE MESTRA EM ASTRONOMIA.

Aprovada por:



---

Dr. Renato Dupke – ON/MCTIC (Orientador)



---

Dr. Roderik Adriaan Overzier – ON/MCTIC



---

Dr. Carlos Roberto Rabaça – OV/UFRJ

RIO DE JANEIRO – BRASIL

15 DE MARÇO DE 2018

Batalha de Melo, Rebeca Maria

Seleção dos Modelos de Mecanismos de Explosão de Supernovas através dos Elementos Pesados observados no Meio Intra-Aglomerado/Rebeca Maria Batalha de Melo. – Rio de Janeiro: ON/MCTIC, 2018.

XVIII, 128 p.: il.; 29,7cm.

Orientador: Renato de Alencar Dupke

Dissertação (mestrado) – ON/MCTIC/Programa de Pós-graduação em Astronomia, 2018.

Referências Bibliográficas: p. 119 – 128.

1. Meio Intra-Aglomerado. 2. Espectroscopia em raios-X. 3. Modelos de Explosão de Supernovas. I. , . II. Observatório Nacional/MCTIC, Programa de Pós-graduação em Astronomia. III. Título.

*"We are made of star stuff.  
We are a way for the Cosmos to  
know itself."  
(Carl Sagan)*

# Agradecimentos

Sei que sou o produto do convívio das pessoas que passaram pela minha vida. Diante da vastidão do tempo e da imensidão do universo, é um imenso prazer para mim dividir um planeta e uma época com vocês, sou especialmente grata:

Ao meu orientador, Dr. Renato Dupke, por todo o trabalho desenvolvido, pelas discussões, pela sua paciência e disponibilidade nesses dois anos. Durante esse tempo, os aprendizados transpassaram também para o âmbito pessoal.

Aos professores da UFRRJ, por todo o conhecimento, conversas, pela oportunidade de participação em projetos, pelo incentivo ao início da carreira e a vinda para o Observatório Nacional. Agradeço especialmente aos professores Cláudio Maia, Marcelo Neves, Edson De Pinho, Mario Júnior Neves e ao Marco Rosário. Foram essas pessoas que, cotidianamente, me mostraram o entusiasmo de trabalhar com ciência.

Aos meus pais e meus irmãos pelo apoio e incentivo em todas as minhas decisões. Sou grata aos meus pais por todos os valores ensinados que contribuíram para que eu seja uma pessoa melhor.

Aos professores das disciplinas cursadas no Observatório Nacional, que forneceram meu primeiro contato formal com a Astrofísica. Em especial aos professores Raimundo Lopes e Roderik Overzier pelas incansáveis discussões e pela paciência. Ainda, à todos os professores do Observatório Nacional.

Aos professores Eric Miller e Jimmy Irwin pelas discussões e pela assistência durante a redução de dados em raios-X.

Aos Grupos de raios-X e de extragalática do Observatório Nacional que propuseram a mim muitos aprendizados nesses anos.

Ao Grupo de línguas que vem fornecendo diálogos interessantes e me ajudaram a aprender mais sobre os idiomas.

Aos meus amigos, que souberam entender os momentos de ausência, me dando todo o apoio necessário, em especial ao Uendert Andrade, pelo companheirismo em todas as fases difíceis nesses anos.

À CAPES pelo auxílio financeiro e todos os serviços prestados da Divisão de Programas de Pós-Graduação (DPPG) do ON.

Resumo da Dissertação apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional/MCTIC como parte dos requisitos necessários para a obtenção do grau de Mestre em Astronomia (M.Sc.)

SELEÇÃO DOS MODELOS DE MECANISMOS DE EXPLOSÃO DE  
SUPERNOVAS ATRAVÉS DOS ELEMENTOS PESADOS OBSERVADOS NO  
MEIO INTRA-AGLOMERADO

Rebeca Maria Batalha de Melo

Março/2018

Orientador: Renato de Alencar Dupke

Programa: Astronomia

O fenômeno de Supernova não é completamente compreendido. Os mecanismos de explosões de Supernovas (SNe) e a natureza do seus progenitores ainda permanecem em aberto. Na literatura atual, há uma variedade de modelos teóricos para descrever explosões de SNe, reproduzindo as principais propriedades observacionais. No entanto, essas propriedades ainda não são precisas o suficiente para discriminar entre estes modelos. Aglomerados e grupos de galáxias exercem um papel fundamental para tal discriminação. É sabido que meio intra-aglomerado é enriquecido por material ejetado por SNe que contaminaram originalmente suas galáxias hospedeiras e, através de mecanismos de transporte de matéria, tais como pressão de arrasto e ventos galácticos, enriqueceram o ICM. Nesta dissertação, utilizamos razões entre abundâncias elementares observadas do ICM usando espectroscopia espacialmente resolvida em raios-X através do satélite *Suzaku*, de 18 sistemas selecionados entre *redshift* 0.004 a 0.05, e comparamos com as razões previstas pelos modelos teóricos a fim de selecionar os modelos mais consistentes com a nossa amostra. No cenário de SNe do colapso de núcleo, encontramos que os modelos favorecidos foram os de explosões de Hipernovas (HNe), sugerindo que o ICM foi enriquecido predominantemente pelos elementos pesados de explosões de HNe. Nos modelos de SNe do tipo Ia selecionados, o cenário de degeneração única ou *single degenerate* é favorecido,

um sistema binário composto por uma anã branca com uma companheira evoluída.



Abstract of Dissertation presented to Observatório Nacional/MCTIC as a partial fulfillment of the requirements for the degree of Master of Astronomy (M.Sc.)

SELECTION OF SUPERNOVAE EXPLOSIONS MECHANISMS MODELS  
THROUGH THE OBSERVED HEAVY ELEMENTS OF THE INTRACLUSTER  
MEDIUM

Rebeca Maria Batalha de Melo

March/2018

Advisor: Renato de Alencar Dupke

Department: Astronomy

The phenomenon of Supernova is not completely understood. The explosion mechanisms of Supernovae (SNe) and the nature of their binary system still remain open. In the current literature, there are a variety of theoretical models to describe SNe explosions, reproducing the main observational properties. However, these observational properties are still not enough to discriminate between these models. Clusters and groups of galaxies (CGGs) play a key role in such discrimination. It is believed that the intra-cluster medium (ICM) is enriched by SNe ejecta that contaminated its host galaxy and, through a matter transport mechanisms, enriched the ICM. In this dissertation, we used ratios between observed elemental abundances of the ICM by spatially resolved X-ray spectroscopy through the satellite *Suzaku* of 18 CGGs selected from redshift 0.004 to 0.05, and compared to the ratios predicted by the theoretical models in order to select the most consistent models with our sample. In the core collapse SNe scenario, we found that the favored models were those of Hipernovae (HNe) explosions, suggesting that the ICM was enriched predominantly by the heavy elements of HNe explosions. For SNe models of type Ia selected, the single degeneration scenario is favored, a binary system composed of a white dwarf with an evolved companion.

# Sumário

<b>Lista de Figuras</b>	<b>xii</b>
<b>Lista de Tabelas</b>	<b>xvii</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Motivação Científica . . . . .	1
1.2 Emissão em raios-X de Aglomerados e Grupos de Galáxias . . . . .	4
1.2.1 Espectro contínuo: Emissão por <i>Bremsstrahlung</i> térmico . . . . .	5
1.2.2 Espectro por linhas de emissão: Linhas de emissão de metais altamente ionizados . . . . .	7
1.3 Mecanismos de Enriquecimento de Metais no Meio Intra-Aglomerado	8
1.4 Origem, Enriquecimento e Distribuição de elementos pesados . . . . .	11
1.5 Satélites em raios-X . . . . .	16
1.5.1 Satélite Suzaku . . . . .	20
1.5.2 Comparação entre os Espectrômetros de Raios-X Recentes . . . . .	21
1.6 Razões de abundâncias como seletor de modelos de explosões de SNe	22
<b>2 Modelos de Supernovas</b>	<b>25</b>
2.1 Supernovas . . . . .	25
2.1.1 Supernovas do tipo Ia . . . . .	28
2.1.2 Supernovas de colapso do núcleo . . . . .	32
2.2 Produções estelares (yields) . . . . .	37
2.3 Modelos selecionados com <i>yields</i> previstos para SNe Ia e SNecc . . . . .	41
2.3.1 Breve estado da arte . . . . .	41
2.3.2 Modelos com <i>yields</i> . . . . .	42

2.3.3	Características dos modelos de SNe Ia . . . . .	42
2.3.4	Características dos modelos de SNe II . . . . .	47
<b>3</b>	<b>Amostra, Redução de Dados e Metodologia</b>	<b>64</b>
3.1	Seleção da Amostra e Preparação dos Dados . . . . .	64
3.2	Redução dos Dados . . . . .	66
3.2.1	Descrição da Redução dos Dados . . . . .	66
3.2.2	Passo a passo da Redução de Dados . . . . .	67
3.3	Metodologia . . . . .	70
3.3.1	Modelo de AGN . . . . .	71
3.3.2	Modelos de comparação para absorção fotoelétrica . . . . .	71
3.3.3	Idiosincrasias de Calibração com o XIS 1 . . . . .	72
3.3.4	Ajustes espectrais individuais . . . . .	72
3.3.5	Abundâncias medidas com o <i>XSPEC</i> . . . . .	74
3.3.6	Simetrização dos erros . . . . .	74
3.3.7	Média ponderada pelo erro . . . . .	75
<b>4</b>	<b>Resultados e Discussões</b>	<b>77</b>
4.1	Modelos inconsistentes com a amostra . . . . .	111
<b>5</b>	<b>Conclusões</b>	<b>116</b>
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>119</b>

# Lista de Figuras

1.1	Ilustração do processo da emissão por Bremsstrahlung. Crédito: NASA	5
1.2	Distribuição radial das abundâncias em vários AGs do tipo CC (a) e NCC (b), em função do raio em unidades de $r_{180}$ , onde $r_{180}$ é o raio dentro do qual a densidade média é 180 vezes a densidade crítica do Universo. Gráfico retirado de De Grandi e Molendi (2001).	13
1.3	Perfil radial da razão de abundância Si/Fe em função da distância ao centro de AGs em unidades de megaparsec (Mpc) (Finoguenov <i>et al.</i> , 2000).	15
1.4	Ilustração da técnica do ângulo de raspagem de configurações encontradas em satélites em raios-X. Quando um fóton incidente atinge com um ângulo intermediário (acima) e um ângulo de raspagem (abaixo), este último é pequeno o suficiente para refletir os fótons incidentes em raios-X. Créditos: NASA.	17
1.5	Ilustração da configuração de Wolter do tipo I utilizada para focalizar fótons em raios-X. Créditos: NASA.	18
1.6	Campo de visão (FoV) do instrumento XIS. Os CCDs XIS(0 – 3) estão representados acima da esquerda para direita. Créditos: (Pottschmidt, 2015).	21
2.1	Classificação dos tipos de supernovas, baseado na espectroscopias no ótico. Em rosa, está representado Supernovas do tipo I e seus subtipos (Ia, Ib e Ic). Em azul, está representado Supernovas do tipo II e seus subtipos que não mencionaremos neste trabalho, para mais detalhes ver Vink (2012).	27
2.2	Estrutura interna de uma estrela massiva e também progenitoras das SNecc. Cortesia: Nasa (Lochner <i>et al.</i> , 2005).	33
2.3	<i>Yields</i> para SN Ia e SN II. Cortesia: Russell Smith (Peletier, 2013).	38

2.4	<i>Exemplo de um espaço de variabilidade preenchido por uma amostra fictícia de AGs e GGs. As semi-retas verde e azul representam os modelos teóricos também fictícios com um yield previsto correspondente para SNecc e SNe Ia, respectivamente. A região cinza entre os modelos (RTV) delimita a região de valores de abundâncias dos modelos que são consistentes com as observações em raios-X.</i> . . . . .	39
4.1	Resultados obtidos das abundâncias de Si e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos), representados por diferentes símbolos entre si. A cor diferencia a região interna (azul) e externa (vermelho) em que foi extraído os espectros em raios-X. Os valores de abundâncias estão normalizados por valores solares de Anders e Grevesse (1989). Esta representação será utilizada em todo os gráficos posteriormente mostrados. Os valores encontram-se nas tabelas 4.1 e 4.2. . . . .	78
4.2	Mesmo que a figura 4.1. As linhas representam os <i>yields</i> previstos pelos diferentes modelos teóricos propostos na literatura, na mesma unidade das abundâncias observadas. . . . .	83
4.3	Abundância de Si e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto <i>et al.</i> (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto <i>et al.</i> (1997), como mostra a legenda. . . . .	84
4.4	Abundância de O e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas + a reta tracejada e pontilhada representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto <i>et al.</i> (2006), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto <i>et al.</i> (1997). Os modelos heurísticos estão representados em linhas sólidas (em azul e verde claro), como mostra a legenda. . . . .	85
4.5	Abundância de Ne e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto <i>et al.</i> (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto <i>et al.</i> (1997), como mostra a legenda. . . . .	86

4.6	Abundância de Mg e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto <i>et al.</i> (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto <i>et al.</i> (1997), como mostra a legenda. . . . .	87
4.7	Abundância de S e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto <i>et al.</i> (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto <i>et al.</i> (1997), como mostra a legenda. . . . .	88
4.8	Abundância de Ar e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto <i>et al.</i> (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto <i>et al.</i> (1997), como mostra a legenda. . . . .	89
4.9	Abundância de Ca e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto <i>et al.</i> (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto <i>et al.</i> (1997), como mostra a legenda. . . . .	90
4.10	Abundância de Si e Ni para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto <i>et al.</i> (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto <i>et al.</i> (1997), como mostra a legenda. . . . .	91
4.11	Abundância de Si e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto <i>et al.</i> (2000) (quadrado), Travaglio <i>et al.</i> (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda. . . . .	98

4.12	Abundância de O e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto <i>et al.</i> (2000) (quadrado), Travaglio <i>et al.</i> (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), como mostra a legenda. . . . .	99
4.13	Abundância de Ne e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto <i>et al.</i> (2000) (quadrado), Travaglio <i>et al.</i> (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), como mostra a legenda. . . . .	100
4.14	Abundância de Mg e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto <i>et al.</i> (2000) (quadrado), Travaglio <i>et al.</i> (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), como mostra a legenda. . . . .	101
4.15	Abundância de S e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto <i>et al.</i> (2000) (quadrado), Travaglio <i>et al.</i> (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda. . . . .	102
4.16	Abundância de Ar e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto <i>et al.</i> (2000) (quadrado), Travaglio <i>et al.</i> (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda. . . . .	103

4.17	Abundância de Ca e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto <i>et al.</i> (2000) (quadrado), Travaglio <i>et al.</i> (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda. . . . .	104
4.18	Abundância de Si e Ni para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto <i>et al.</i> (2000) (quadrado), Travaglio <i>et al.</i> (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda. . . . .	105
4.19	Histograma do número de vezes em que um modelo de SNecc não é compatível com as observações de AGs e GGs. Cada modelo foi testado para um total de 8 aferidores de razões de abundâncias, com exceção dos modelos de Woosley e Kasen (2011). Estes modelos foram testados apenas para 5 aferidores. . . . .	114
4.20	Histograma do número de vezes em que um modelo de SNe Ia não é compatível com as observações de AGs e GGs. Cada modelo foi testado para um total de 8 aferidores de razões de abundâncias, com exceção dos modelos de Woosley e Kasen (2011). Estes modelos foram testados apenas para 5 aferidores. . . . .	115



# Lista de Tabelas

1.1	Tabela de vários satélites e seus detectores em raios-X. Adaptada do site HEASARC (Disponível em: <a href="https://heasarc.gsfc.nasa.gov/">https://heasarc.gsfc.nasa.gov/</a> ). . . . .	22
2.1	TABELA DAS PRINCIPAIS PROPRIEDADES DOS MODELOS DE SNe Ia CONSIDERADOS NESTE TRABALHO. . . . .	49
2.2	Tabela da massa sintetizada previstas pelos modelos de SNe II e Ia. Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (1997). . . . .	50
2.3	Tabela da massa sintetizada previstas pelos modelos de SNe II para diferentes massas das progenitoras. Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (1997a). 51	
2.4	Tabela da massa sintetizada pelos modelos de SNe II e Ia. Adaptada de Iwamoto <i>et al.</i> (2000). . . . .	52
2.5	Massa Sintetizada ( $M_{\odot}$ ) a partir dos modelos de SN Ia. Adaptada de Travaglio <i>et al.</i> (2004). . . . .	53
2.6	Massa produzida por SNe Ia em um cenário DD por colisão. Adaptada de Papish e Perets (2016). . . . .	54
2.7	Tabela do Fator de Produção (" <i>Production Factor</i> " ou pf) para os modelos de SNe Ia. Deste fator é derivada a massa sintetizada em unidades de massa solar. Adaptada de Woosley e Kasen (2011). . . .	55
2.8	Massa produzida por SNe II para várias massas progenitoras com metalicidade inicial $Z = 0$ e $E_{51} = 1$ . Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (2006). . . . .	56
2.9	Massa produzida por SNe II para várias massas progenitoras com metalicidade inicial $Z = 0.001$ e $E_{51} = 1$ . Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (2006). . . . .	57
2.10	Massa produzida por SNe II para várias massas progenitoras com metalicidade inicial $Z = 0.004$ e $E_{51} = 1$ . Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (2006). . . . .	58

2.11	Massa produzida por SNe II para várias massas progenitoras com metalicidade inicial $Z = 0.02$ e $E_{51} = 1$ . Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (2006). . . . .	59
2.12	Massa produzida por HNe para várias massas progenitoras com metalicidade inicial $Z = 0$ e $E_{51} > 10$ . Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (2006). . . . .	60
2.13	Massa produzida por HNe para várias massas progenitoras com metalicidade inicial $Z = 0.001$ e $E_{51} > 10$ . Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (2006). . . . .	61
2.14	Massa produzida por HNe para várias massas progenitoras com metalicidade inicial $Z = 0.004$ e $E_{51} > 10$ . Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (2006). . . . .	62
2.15	Massa produzida por HNe para várias massas progenitoras com metalicidade inicial $Z = 0.02$ e $E_{51} > 10$ . Adaptada de Nomoto <i>et al.</i> (2006). . . . .	63
3.1	<i>Amostra de aglomerados e grupos de galáxias</i> . . . . .	65
4.1	Abundâncias numérica do ICM para região interna da amostra de AGs e GGs. . . . .	79
4.2	Abundâncias numérica do ICM para região externa para amostra de AGs e GGs. . . . .	80
4.3	Abundâncias numérica do ICM para região interna total da amostra de AGs e GGs. . . . .	81
4.4	Tabela com os valores médios das abundâncias numéricas de todos os AGs e GGs da amostra, para a região interna e externa. . . . .	82
4.5	Tabela com desvios percentuais do modelo heurístico em relação aos modelos teóricos de SNecc, dados em porcentagem (%). . . . .	110
4.6	Tabela com desvios percentuais do modelo heurístico em relação aos modelos teóricos de SNe Ia, dados em porcentagem (%). . . . .	110
4.7	Tabela com as abundâncias numéricas dos modelos heurísticos para cada razão de abundância. . . . .	111
4.8	Modelos incompatíveis com o espaço de variabilidade das razões de abundâncias citadas, para SNecc. . . . .	112
4.9	Modelos incompatíveis com o espaço de variabilidade das razões de abundâncias citadas, para SNe Ia. . . . .	113

# Capítulo 1

## Introdução

Neste capítulo, abordaremos o que são aglomerados e grupos de galáxias, sua composição e importância para o estudo do enriquecimento químico do Universo. Após isso, apontaremos como os elementos pesados encontrados em aglomerados estão distribuídos e quais possíveis mecanismos de transporte são responsáveis por sua distribuição. Finalmente, descreveremos a instrumentação utilizada para medir a metalicidade nesse trabalho. Este capítulo pretende deixar claro que, objetos como aglomerados e grupos de galáxias possuem um papel fundamental para a compreensão da evolução química da nossa galáxia e do Universo.

### 1.1 Motivação Científica

O desenvolvimento de foguetes e satélites capazes de transportar instrumentos para o espaço permitiu a observação de objetos celestes na faixa de energia de raios-X. Essa possibilidade viabilizou uma nova conjuntura para toda a astronomia, permitindo uma nova perspectiva dos objetos celestes.

O lançamento do satélite *Uhuru*, em 1970, permitiu um maior avanço nos estudos de Aglomerados de Galáxias (AGs) mostrando que são brilhantes em raios-X (HEASARC website, 2003), extremamente luminosos com luminosidades de  $\approx 10^{43-45}$  ergs/s. A descoberta da emissão da linha Fe-K no espectro dos aglomerados de Perseus, Coma e Virgo, usando os satélites *Ariel V*<sup>1</sup> e *OSO-8*<sup>2</sup>. Mitchell *et al.* (1976) e Serlemitsos *et al.* (1977) na década de 1970, foi a primeira evidência de que o ICM é fortemente contaminado por elementos pesados (com a denominação informal generalizada "metais") que foram produzidos em estrelas nas galáxias dos aglomerados. Em seguida, a análise espectral de amostras de aglomerados com os

---

<sup>1</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/ariel5/ariel5.html>

<sup>2</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/oso8/oso8.html>.

satélites *OSO-8* e *HEAO-1*<sup>3</sup> mostrou que o meio intra-aglomerado (*intracluster medium* ou ICM) é enriquecido por Fe na faixa de 0.3 – 0.5 do valor da abundância solar (Mushotzky, 1984; Mushotzky *et al.*, 1978). Posteriormente, o satélite *ASCA*<sup>4</sup> foi o primeiro a detectar a emissão de linhas de vários elementos (O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe, e Ni) no ICM. Diante disso, diversos modelos relacionados à composição do ICM, e à discriminação entre eles depende crucialmente dos processos propostos das explosões de Supernovas (SNe).

Enquanto supernovas de colapso de núcleo (*core collapse Supernovae* ou SNecc) produzem numerosas quantidades de elementos cujos isótopos mais abundantes são múltiplos de um núcleo de He (elementos  $\alpha$ ), e. g., O, Ne, e Mg, SNe do tipo Ia (SNe Ia) produzem ampla quantidades de elementos nas proximidades de Fe (*iron peak elements*), como: Cr, Mn, Fe e Ni mas pouca quantidade de elementos  $\alpha$ . O trabalho pioneiro de Dupke e White III (2000) utiliza abundâncias individuais de elementos para impor, pela primeira vez, restrições aos modelos de SNe Ia, a partir da razão Ni/Fe. A escolha de modelos corretos de explosão de SNe Ia e II permite estimar a quantidade de cada elemento produzida nas galáxias e que eventualmente são inseridas no ICM. Isso nos permite determinar os melhores modelos de injeção de metais no ICM conforme explicamos abaixo. Essa área tem se desenvolvido vigorosamente nas últimas duas décadas com vários estudos realizados com os satélites em raios-X *Chandra*, *Suzaku* e *XMM-Newton*. Contudo, as incertezas continuam a existir em parte devido à falta de um consenso sobre os *yields* (produtos) ejetados por cada tipo de SN. Vários trabalhos recentes, entre eles, Ezer *et al.* (2017) conseguem avaliar a metalicidade do gás intergalático em regiões que alcançam a periferia de AGs, nos dando uma janela para investigar as contribuição da distribuição uniforme de contaminação por ejeção de supernovas nos limites onde AGs são definidos.

Aglomerados de galáxias são os maiores sistemas gravitacionalmente conectados e virializados no Universo ( $\sim 10^{14-15}M_{\odot}$ ), contendo de centenas a milhares de galáxias e também grandes quantidades de gás intergalático quente ( $10^{7-8}$  K), difuso, altamente ionizado e confinado pelo potencial gravitacional do sistema que emite fortemente em raios-X, denominado meio intra-aglomerado. Esses sistemas de galáxias são dominados ( $\sim 80\%$  da massa) por matéria escura e o ICM são os maiores componentes bariônico (não-escuro) desses sistemas ( $\sim 15\%$  da massa).

Aglomerados de galáxias são laboratórios únicos para o estudo da nucleossíntese e do enriquecimento químico do Universo. Esses elementos pesados foram produzidos por estrelas de alta massa e ejetados por explosões de SNe ou removidos das galáxias que compõem o aglomerado. Os elementos produzidos pelas populações estelares das

---

<sup>3</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/heao1/heao1.html>.

<sup>4</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/asca/asca.html>.

galáxias-membro e ejetados para fora das galáxias permanecem confinados dentro do aglomerado, devido ao seu potencial gravitacional. Visto que o ICM possui o registro fóssil da síntese integral de todas as diferentes estrelas, as medidas de abundância química do ICM nos fornece informação direta da história do enriquecimento químico do aglomerado, que advém principalmente de explosões de supernovas em galáxias. Tendo em vista que os modelos de explosões de SN possuem o intuito de descrever os mecanismos dessas explosões e os seus respectivos *yields*, as medidas de abundâncias do ICM são importantes para discriminar entre esses modelos.

Aglomerados e grupos de galáxias (AGGs) podem ser classificados de acordo com a temperatura no centro do ICM ser mais baixa ou não que a temperatura média do ICM como um todo. Esta classificação divide os AGs e grupos de galáxias (GGs) em *cool core* (CC) ou *non cool core* (NCC). Os aglomerados CC são aqueles que possuem uma temperatura menor, tipicamente por um fator de 2 ou 3, na região central, quando comparado à região mais externa do mesmo, enquanto aglomerados NCC são caracterizados por não possuir esta redução da temperatura na região central, ou em alguns casos terem um excesso de temperatura central. Os aglomerados CC possuem uma galáxia central dominante (cD), levando a crer que existe uma relação intrínseca entre a existência de um centro frio e a presença de uma galáxia cD.

Em virtude das altas temperaturas e densidades, o ICM é considerado um plasma quase completamente ionizado produzindo grandes quantidades de raios-X. A emissão em raios-X de AGs tem duas implicações importantes em relação ao ICM. A emissão do ICM é bem descrita por um plasma opticamente fino (a radiação escapa sem sofrer interação com as partículas do gás) em equilíbrio colisional. Além disso, a emissão de raios-X tende a esfriar o ICM, principalmente nas regiões centrais dos AGs, onde a emissão (proporcional ao quadrado da densidade do gás) possui maior intensidade. Esse processo foi originalmente chamado de *cooling flow*, já que a baixa de temperatura implicava numa perda de suporte de pressão, gerando um fluxo de matéria para o centro (Fabian, 1994). Como evidência para esse fluxo são muito poucas (Peterson *et al.*, 2003), atualmente o processo é chamado de *cool core*. Portanto, as observações de AGs e GGs são consideradas observações diretas do ICM através da detecção de raios-X.

O objetivo principal da dissertação de mestrado é calcular as razões entre as abundâncias químicas individuais de elementos advindos do meio intra-aglomerado (ICM) de aglomerados de galáxias, a fim de discriminar e restringir modelos dos mecanismos de explosão de SNe Ia e SNecc aceitos amplamente ou em discussão na literatura atual.

## 1.2 Emissão em raios-X de Aglomerados e Grupos de Galáxias

A radiação em raios-X de aglomerados e grupos de galáxias são radiações eletromagnéticas, assim como a luz, porém com comprimento de onda ( $\lambda$ ) menor, da ordem de  $100\text{\AA} - 1\text{\AA}$ .

O espectro observado em AGs e GGs (grupos de galáxias) mostra a distribuição da energia por unidade de frequência por tempo. Esses espectros geralmente são proeminentes em faixas de energia de  $0.1 - 10$  keV (quilo elétron-volt). Geralmente, em astrofísica de raios-X de AGs, o termo raios-X suaves (*soft X-rays*) está relacionado a faixa de energia por volta de  $0.1 - 2$  keV. Para uma faixa de energia por volta de  $7$  keV ou maior, o termo raios-X duros (*hard X-rays*) costuma ser empregado. Tais espectros são compostos por basicamente dois mecanismos de emissão distintos: o espectro contínuo devido à emissão *Bremsstrahlung* somado ao espectro por linhas de emissão. Devido ao mecanismo de emissão por *Bremsstrahlung* de AGs, a emissão cai exponencialmente conforme a temperatura aumenta. Enquanto para valores abaixo de  $0.1$  keV, a absorção fotoelétrica do hidrogênio neutro da nossa galáxia é predominante, na parte de raios-X moles. Usualmente a absorção observada nos espectros em raios-X é expressa em termos da densidade da coluna de hidrogênio  $nH$  na linha de visada do aglomerado. Isso explica a razão pela qual, ao se observar um espectro de um AG, estes são protuberantes nesta faixa de energia.

Quando um fóton de raios-X interage com a atmosfera terrestre, este é absorvido por efeito fotoelétrico. A atmosfera é seletiva e opaca em raios-X, a radiação em raios-X não alcança a superfície terrestre. A absorção fotoelétrica ocorre quando fótons em raios-X em direção a Terra possuem energia suficiente para ionizar átomos da atmosfera terrestre e ejetar um elétron, devido a absorção do fóton em raios-X por este átomo. Portanto, a informação desses fótons são perdidas inviabilizando o estudo de um objeto astrofísico em questão. Por isso para detectar um fóton com comprimentos de onda em raios-X, temos que observar do espaço, através de satélites, como *Suzaku*, *Chandra* e o *XMM-Newton*.

O entendimento completo sobre a emissão em raios-X de AGs é fundamental para o estudo da nucleossíntese do meio intra-aglomerado, uma vez que fatores como temperatura e densidade são, juntamente com a abundância, essenciais para determinar como os elementos pesados são formados e difundidos.

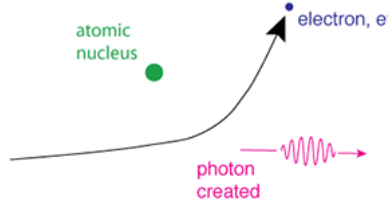


Figura 1.1: Ilustração do processo da emissão por Bremsstrahlung. Crédito: NASA

### 1.2.1 Espectro contínuo: Emissão por *Bremsstrahlung* térmico

Dentre as diferentes propostas sobre o principal mecanismo de emissão de AGs em raios-X, de fato, o principal mecanismo de emissão térmica é conhecido como *Bremsstrahlung* térmico ou emissão livre-livre. O eletromagnetismo prevê que partículas carregadas aceleradas produzem radiação. No ICM, esse mecanismo ocorre quando um elétron livre ( $e^-$ , em azul) sofre um desvio na sua trajetória por interagir com o campo elétrico coulombiano produzido por um íon ( $Z$ , em verde), produzindo um fóton (em rosa), como ilustra a figura 1.1. Embora esteja focando em um caso específico para fins de ilustração, o ICM é um plasma rico em íons e elétrons livres, a emissão por *Bremsstrahlung* se dá também por interações de prótons, desde que ocorra um deflexão na velocidade dos movimentos de quaisquer partículas carregadas.

A energia do fóton ( $E_f = h\nu$ ) emitido é igual a diferença das energias cinéticas do elétron antes ( $E_a$ ) e depois ( $E_d$ ) da deflexão, ou seja,  $E_f = h\nu = E_a - E_d$ . É importante frisar que esse processo apresenta uma distribuição contínua da energia dos fótons emitidos. Isto decorre do fato de que o elétron antes de sofrer a deflexão, estava livre, e assim, este elétron pôde assumir qualquer energia cinética.

Consideremos um plasma altamente ionizado à altas temperaturas ( $\sim 10^7$ – $10^8$  K), com densidades atômicas baixas ( $\sim 10^{-4}$  –  $10^{-3}$   $\text{cm}^{-3}$ ), opticamente fino e no qual os elétrons deste plasma possuem uma distribuição maxwelliana de velocidades não relativísticas. A emissividade *Bremsstrahlung* desse plasma é a energia emitida por uma coleção de elétrons em um intervalo de tempo  $dt$ , para uma faixa de frequência  $d\nu$  em um volume  $dV$ , em unidades de  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-3} \text{Hz}^{-1}$ , é dada por

$$\epsilon_{brems} = \frac{dW}{dt dV d\nu} = 6.8 \times 10^{-38} T^{-1/2} Z^2 n n_e g(\nu, T) e^{-\frac{h\nu}{kT}}, \quad (1.1)$$

onde  $n_e$  e  $n$  são densidades numéricas dos elétrons e dos íons (número de partículas por  $\text{cm}^3$ ), respectivamente, para um íon de carga  $Z$ ,  $T$  é a temperatura do plasma,

$\kappa$  é a constante de Boltzmann e  $g(\nu, T)$  é o fator de Gaunt. O fator de Gaunt é uma correção para efeitos da mecânica quântica, esse fator na faixa de raios-X varia pela expressão abaixo (Longair, 1994)

$$g(\nu, T) \sim \frac{\sqrt{3}}{\pi} \ln \left( \frac{\kappa T}{h\nu} \right). \quad (1.2)$$

Analisando a equação 1.1, quanto maior for a temperatura do plasma, menor o valor da exponencial e por isso, temos uma característica importante dessa emissão, é uma espécie de *cut-off* (corte) para um dado valor de frequência, tendendo a zero. Dito de outra forma, quando a energia do fóton  $h\nu \sim \kappa T$ , a emissão por *Bremsstrahlung* inicia um regime de emissão acentuada.

Finalmente, podemos fazer uma última conclusão ao analisar a equação 1.3 abaixo. Tal equação estima a ordem da taxa total de perda da energia do plasma emitida por *Bremsstrahlung*, em unidades de  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-3}$ , é dada por

$$\left( \frac{dE}{dt} \right)_{Brems} = \frac{dW}{dt dV} = 1.435 \times 10^{-27} T^{1/2} Z^2 n n_e \bar{g}, \quad (1.3)$$

onde  $\bar{g}$  é o fator de Gaunt médio, cujo valor é  $\sim 1.2$  (Longair, 1994).

É interessante notar que a taxa da perda de energia do plasma por *Bremsstrahlung* é proporcional à raiz quadrada da temperatura deste plasma ( $T^{1/2}$ ) e, ao mesmo tempo, proporcional ao quadrado da densidade das partículas que compõem este plasma ( $n \times n_e$ ), como mostra a equação 1.3.

O centro de AGs possui maior densidade quando comparado à regiões periféricas do mesmo. Portanto, a emissão na região central de AGs cresce profusamente devido a emissão ser proporcional ao quadrado da densidade (ver equação 1.3). Este fato indica que tais regiões centrais tendem a se tornar mais frias, e por isso observamos que alguns AGs apresentam um raio *cool core* ( $r_{cc}$ ), definido como sendo o raio em que a temperatura central do aglomerado é  $\sim 2 - 3$  vezes menor do que a temperatura da periferia do aglomerado. Este fenômeno conhecido como *cool core*, ainda não é completamente entendido. Os modelos mais populares indicam uma modulação do *cooling flow* pela ejeção energética de núcleo ativo de galáxias (*Active Galactic Nucleus* ou AGN) no centro das galáxias centrais dominantes (cD) (Binney e Tabor, 1995; Churazov *et al.*, 2001; David *et al.*, 2001; Kaiser e Binney, 2003).



## 1.2.2 Espectro por linhas de emissão:

### Linhas de emissão de metais altamente ionizados

Além do processo de emissão por *Bremsstrahlung*, ainda há outro processo de emissão fundamental quando se observa um espectro de AGs em raios-X: as linhas de emissão de metais altamente ionizados do plasma.

O satélite *Suzaku* é capaz de detectar bem essas linhas de fluorescências para os elementos: O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe e Ni. Há outros elementos que também compõem o ICM e produzem linhas de emissão. No entanto, as linhas de emissão destes elementos não são distinguidas da emissão de outras linhas ou da emissão no contínuo devido à resolução espectral e aos limites de frequência do *Suzaku*.

As linhas de emissão em raios-X são fótons emitidos associados à transições de níveis energéticos característicos do elétron na estrutura de átomo ou íon. Independente do processo que possa ter excitado um elétron a uma camada  $j$ , este elétron decairá ao estado fundamental ou uma camada  $i$  de menor energia, emitindo um fóton. Isso ocorre quando um elétron de uma camada menos energética foi ejetado do íon ou átomo, deixando uma lacuna (buraco) que tende a ser preenchida pelo elétron mais energético da camada  $j$ . É interessante notar que essas linhas são transições características das diferenças de energia entre as camadas de um íon ou um átomo específico e, por isso, podemos identificá-las e assegurar de qual átomo ou íon houve a transição. Portanto, identificamos quais átomos ou íons participam das emissões características em raios-X a partir do espectro de raios-X, assim, determinando a composição química do ICM.

De fato, a detecção da linha de emissão de Fe em  $\approx 6.7$  keV em um espectro em raios-X do aglomerado de galáxias Perseus (Abell 426) com *Ariel V*, em 1976, foi uma descoberta observacional extremamente importante para AGs em raios-X (Mitchell *et al.*, 1976). Esta linha está associada a emissão característica do átomo de Fe altamente ionizado, mais especificamente de Fe XXV e Fe XXVI (Fe ionizado 24 e 25 vezes, respectivamente). Tais linhas foram observadas no espectro de Perseus como apenas uma, devido a resolução de energia do satélite *Ariel V*.

Na notação espectroscópica usual entre os astrônomos de raios-X para estas linhas e outras próximas frequentemente misturadas na resolução dos satélites atuais, é designada por região Fe-K, correspondem aos elétrons que decaem para o nível fundamental (camada K, com o número quântico principal  $n = 1$  e subnível  $1s$ ). Ainda podemos adicionar mais uma informação quando escrevemos que a linha é Fe-K $_{\alpha}$ , isso significa o mesmo que o anterior, mas o elétron necessariamente tem origem da camada L ( $n = 2$ ). Caso fosse uma linha de Fe-K $_{\beta}$ , significa que o elétron era originário da camada M ( $n = 3$ ), que produzem fóton próximos à 7 keV. Repare

que este tipo de nomenclatura é bem simplória, uma vez que supõe o mesmo nível energético para os elétrons de uma camada. Entretanto, essa afirmação é equivocada. Para tratar a descrição de linhas de emissão de forma apropriada, devemos levar em conta os subníveis energéticos dos elétrons. Desta forma, o número quânticos  $l$  assumem valores de 0 à  $n - 1$ , em que  $l = 0$  corresponde ao subnível  $s$ ,  $l = 1$  corresponde ao subnível  $p$  e assim por diante. Ainda há outros números quânticos que definem os subníveis energéticos, para mais detalhes ver Arnaud *et al.* (2011).

O espectro resultante da emissão em raios-X do plasma é a soma da emissão por *Bremsstrahlung* e da emissão das linhas dos elementos pesados do plasma. Enquanto a emissão por *Bremsstrahlung* fornece um contínuo de fótons que, na faixa de temperaturas do gás em AGs, abarca toda a faixa de energia entre 0.1 - 10 keV, as linhas de emissão se destacam como picos proeminentes neste contínuo. Apesar das linhas ocorrerem apenas em determinadas energias, ainda é possível observar várias linhas de emissão nesta faixa de energia do espectro em raios-X, devido aos diferentes elementos que compõem o ICM.

A descoberta de que o ICM é composto de elementos pesados foi especialmente importante para o estudo do enriquecimento químico em AGs. Ela mostrou que o ICM contém ao menos uma parte significativa de gás processado, produzido por estrelas e injetado no ICM.

### 1.3 Mecanismos de Enriquecimento de Metais no Meio Intra-Aglomerado

A maior parte da emissão e detecção em raios-X dos AGs é produzida pelo ICM que se encontra entre as galáxias e permeia todo o aglomerado. Além disso, este é enriquecido por elementos pesados e a origem desses metais ainda não é completamente compreendida. Em particular, esses elementos podem ter sido sintetizados em estrelas e depositados no meio interestelar <sup>5</sup> (*interstellar medium* ou ISM) da galáxia e posteriormente, deixaram suas galáxias hospedeiras e foram injetados no ICM. A distribuição desses elementos pesados em AGs é um dos importantes fatores para a compreensão dos possíveis mecanismos de transporte de galáxias para o ICM.

Um dos principais indícios de que o meio intra-aglomerado deve ter sido enriquecido por diferentes mecanismos, é a distribuição de abundâncias ao longo dos aglomerados não é uniforme. A característica mais evidente disto é o aumento da abundância de Fe encontrado no centro do aglomerado de Perseus (Ulmer *et al.*,

---

<sup>5</sup>é o material que existe entre as estrelas de uma galáxia

1987) e posteriormente em outros aglomerados. Há diversos mecanismos de enriquecimento propostos para explicar esse fenômeno. Independente de quais mecanismos são mais consistentes com as observações, eles podem determinar a distribuição espacial e temporal dos elementos pesados no ICM, a termodinâmica do plasma: se o plasma possui uma temperatura mista ou única; o tempo de transferência de matéria entre as galáxias e o plasma; se os processos foram abruptamente energéticos. Em suma, tais mecanismos potencialmente determinam toda a evolução do plasma, e consequentemente dos AGs.

Alguns dos mecanismos de injeção de metais no ICM são listados abaixo:

Ventos Proto-galáticos (*Protogalactic Winds* ou PGW) de Larson e Dinerstein (1975): Explosões múltiplas de estrelas provavelmente em galáxias em seus estágios iniciais de formação. Acredita-se que tais explosões são numerosos eventos de SNecc produzindo "ventos" capazes de ejetar gás das galáxias, já que estas SNe possuem progenitoras massivas e de curta vida que são formadas no início da formação de galáxias ricas em gás. A perda de massa é maior para galáxias menos massivas, posteriormente a formação estelar cessa (*quenching*), e juntamente a produção de metais na galáxia. Portanto, a média de metais produzidos diminui conforme a massa da galáxia também diminui. Os autores Larson e Dinerstein (1975) concluem que, enquanto para AGs massivos ( $M \gtrsim 10^{14} M_{\odot}$ ) o gás perdido é aquecido por colisão e misturado ao plasma, para GGs o gás é mantido no grupo ou na vizinhança da galáxia e parte desse gás pode continuar frio e talvez concentrado em torno da galáxia.

Pressão de Arrasto (*Ram Pressure Stripping* ou RPS) de Gunn e Gott (1972): é a interação entre o ISM da galáxia-membro e do ICM de AGs. A remoção do gás ocorre durante ao movimento da galáxia dentro do AG e é particularmente mais intenso próximo à direção ao centro de AGs. A pressão do plasma quente remove o gás dessas galáxias. Desta forma, este mecanismo tem mais impacto nas regiões em que o ICM é mais denso, ou seja, no centro. Esse gás removido é aquecido por colisão e depositado no ICM.

Efeito de Maré (*Tidal Interaction* ou TI): é a interação gravitacional entre duas galáxias ou entre galáxias-membro e a galáxia cD. Durante a interação, as estrelas podem perder a ligação gravitacional das suas galáxias progenitoras e o gás das galáxias interagentes podem formar "caudas" alongadas em torno destas galáxias.

Jatos de Núcleos Ativos de Galáxias (Active Galactic Nuclei Jets): São jatos frequentemente colimados de material carregado provenientes de algumas

galáxias ativas e, em particular, das cDs em AGs. Esse fenômeno tende a ocorrer na região central de AGs, onde se dispõe de mais gás pra ser acretaado, alimentando o buraco negro super massivo (*Supermassive Blackhole* ou SMBH) Central, o qual produz o jato. Essa ejeção frequentemente gera estruturas em forma de "bolhas" dispostas em torno da região central, que podem transportar material do centro do AG para outras regiões mais externas.

Material pré-enriquecido: é o material enriquecido por elementos pesados antes da formação de AGs. Alguns trabalhos encontram evidência de material enriquecido nas periferias de AGs, isso sugere que o aglomerado possa ter sido enriquecido por metais antes da sua formação, durante um período intenso de atividade de formação estelar (Mernier *et al.*, 2017).

Colisão/Fusão de aglomerados de galáxias (*clusters merger*): ocorre quando dois aglomerados ou um aglomerado e uma galáxia se chocam. Esse mecanismo se mostra poderoso para redistribuir o conteúdo de metais presentes no ICM e desmantelando qualquer gradiente previamente existente. Esses são os eventos mais energéticos no Universo desde o Big Bang, liberando energias de  $10^{64}$  ergs (Sarazin, 2003).

É fundamental lembrar que os mecanismos mencionados são possivelmente responsáveis por enriquecer o ICM, de forma que estes transferem o material já enriquecido no ISM das galáxias-membro de AGs e injetam no ICM. Tais mecanismos podem ser investigados com o estudo da distribuição radial das razões de metais. A princípio, os metais observados no ICM advém da nucleossíntese das explosões de SNe das galáxias pertencentes aos AGs.

Partimos da suposição que os metais detectados são provenientes do material ejetado pela explosão de SNe. Além disso, assumimos que podemos englobar todos os tipos de SNe em duas grandes classes: SNe Ia e SNecc, em que as SNecc engloba os tipos Supernovas do Tipo II (SNe II) e Hipernovas (HNe). Neste trabalho, selecionamos diversos modelos teóricos dos mecanismos de explosão de SNe com *yields* para SNe Ia e para SNe II e HNe, onde estas últimas pertencem a classe de SNecc.

A relevância de cada um desses mecanismos pode ser avaliada em comparação com os produtos ejetados por SNe. Esses produtos são previstos pelos modelos de explosão de SNe. No entanto, ainda há divergências quanto aos produtos previstos para diferentes tipos de SNe pelos diversos modelos teóricos de explosão encontrados na literatura (Maeda e Terada, 2016) e essa incerteza é atualmente maior do que aquelas observacionais. Por sua vez, os avanços nos estudos dos mecanismos de injeção de material no meio intra-aglomerado dependem fundamentalmente de

tais modelos. Para reduzir essas incertezas, podemos efetuar o processo inverso e utilizar as abundâncias dos elementos observadas nos aglomerados de galáxias para discriminar entre os diferentes modelos de explosões de SNe e subsequentemente, entre os diferentes mecanismos de enriquecimento do ICM.

## 1.4 Origem, Enriquecimento e Distribuição de elementos pesados

De fato, os eventos de Supernovas produzem e ejetam elementos pesados no meio interestelar da galáxia hospedeira, enriquecendo-o. Se esta galáxia é uma galáxia-membro de um aglomerado ou grupo de galáxias, as interações desta galáxia com seu ambiente podem fazê-la perder parte do seu material para o ICM. Assim, graças aos mecanismos de transporte de material, pelo menos parte destes elementos pesados são transferidos do ISM para o ICM.

É importante notar que cada tipo de SNe sintetiza diferentes elementos em quantidades distintas durante seu processo de explosão. Desta forma, a distribuição dos elementos pesados constitui uma assinatura direta de, primeiramente, os locais do enriquecimento (de forma indireta, a época desse enriquecimento) e, em segundo lugar, os mecanismos dominantes que transportam os metais para o ICM. Tal caracterização da distribuição de elementos fornecem indícios da origem desses elementos pesados que ainda não é totalmente compreendida. Eles podem ter sido injetados no ICM por Ventos Galácticos (*Galactic Winds* ou GW) energéticos de Supernovas do Tipo II ou por Pressão de Arrasto (*Ram Pressure Stripping* ou RPS) de galáxias capturadas pelo aglomerado e também por outros mecanismos (ver seção 1.3).

Graças aos avanços tecnológicos dos satélites em raios-X, melhores resoluções espectrais foram alcançadas para detectar e diferenciar dentre as linhas de emissão advindas do plasma do meio intra-aglomerado. Esse aperfeiçoamento permitiu um avanço nos estudos químicos de AGs para diversos elementos que compõem o ICM. No entanto, como a linha de Fe-K usualmente é a linha mais proeminente em um espectro de raios-X de AGs, os primeiros trabalhos para estudar espacialmente como o enriquecimento químico é dado ao longo de AGs, foram feitos por meio deste elemento.

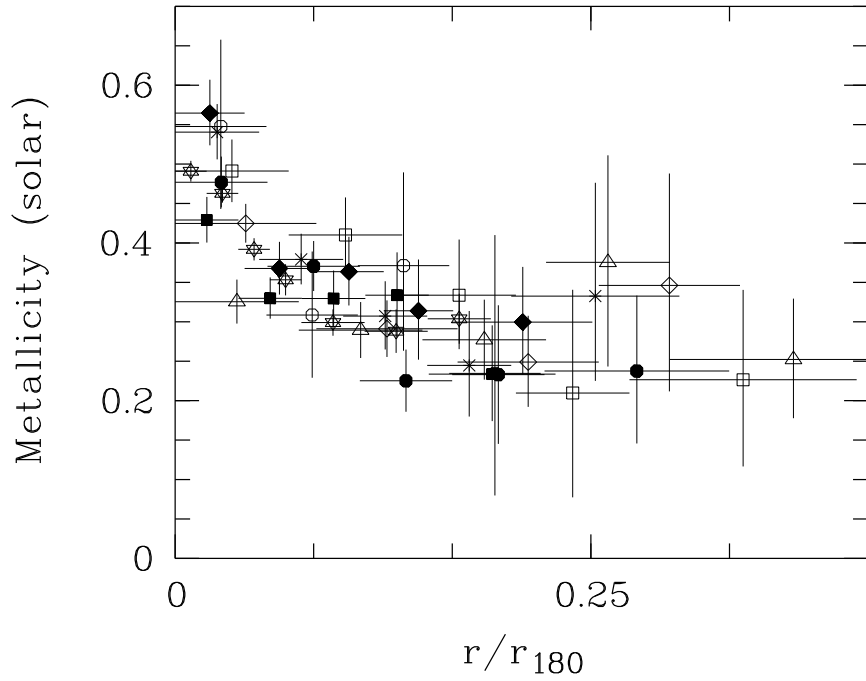
Há cerca de 40 anos, com a detecção da linha de Fe-K, sabemos que o gás quente contém elementos pesados. A partir disso, vários estudos sobre como esses elementos pesados são distribuídos ao longo de AGs foram realizados. Observações do satélite *ASCA* do aglomerado de galáxias Centauro (Abell 3526) mostraram que este possui

um enriquecimento de Fe com abundância aproximadamente solar na região central ( $\approx 4'$ ), decrescendo para valores de  $\approx 0.3$  solar a  $15'$  do centro (Fukazawa *et al.*, 1994); O mesmo comportamento qualitativo foi encontrado para Centauro com observações do satélite *ROSAT* (Allen e Fabian, 1994). No aglomerado Abell 496 observado pelo ASCA também é encontrada uma variação radial para o Fe (Dupke e White, 2000). Além disso, estudos da distribuição de Fe em amostra de AGs foram feitos pelo satélite *BeppoSAX*<sup>6</sup> (De Grandi e Molendi, 2001). Recentemente, o mesmo comportamento vem sendo obtido a partir de análises da variação radial da amostra de AGs com o *XMM-Newton* (Mernier *et al.*, 2017) e de aglomerados individuais como Abell 3112 com *Chandra* e *Suzaku* (Ezer *et al.*, 2017). Todos os AGs mencionados acima são considerados do tipo CC e são representativos amostras de AGs do tipo CC, nas quais se encontra um aumento de abundância de Fe nas regiões mais próximas ao centro quando comparada às regiões periféricas.

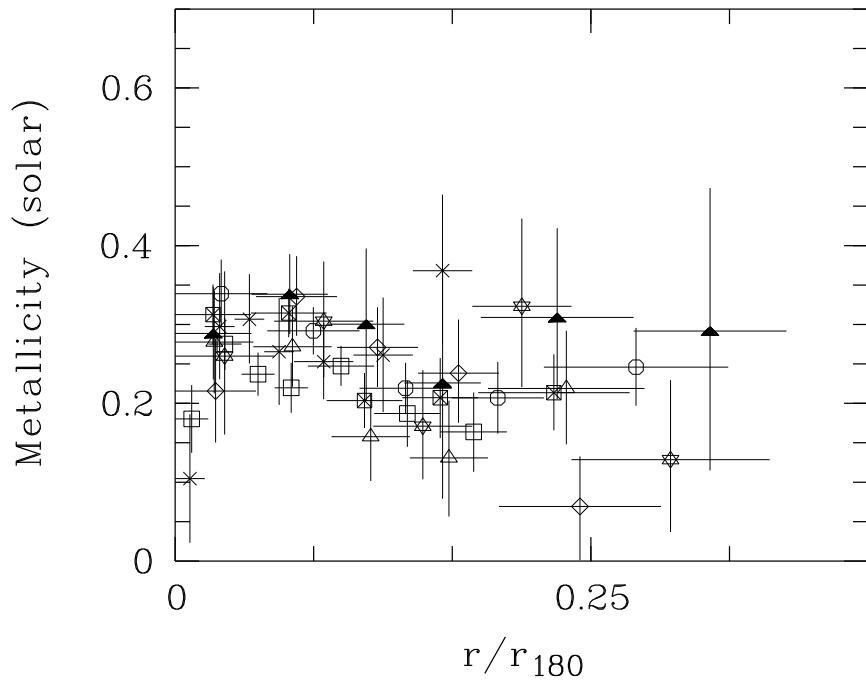
A fim de ilustração, nos gráficos mostrados em 1.2, é possível notar que a abundância média dos elementos (medida pela abundância de Fe) do ICM de cada um dos AGs do tipo CC apresenta um excesso de abundância enquanto os do tipo NCC apresentam um comportamento plano com relação a distância radial do centro. Segundo os autores De Grandi e Molendi (2001), os  $r_{cc}$  dos AGs da amostra estudada estão contidos até  $2'$  a partir do centro, com exceção do Aglomerado de Perseu indo até  $\approx 6'$ . Os autores separam regiões espaciais em anéis de  $0-2'$ ,  $2-4'$ ,  $4-6'$ ,  $6-8'$ ,  $8-12'$ . A amostra do tipo CC contém os aglomerados: Abell 85 (círculos preenchidos), Abell 496 (losangos preenchidos), Perseu (estrelas), Abell 2029 (quadrados abertos), Abell 2142 (triângulos abertos), Abell 2199 (quadrados preenchidos), Abell 3562 (círculos abertos), 2A 0335+096 ( $\times$ ) e PKS 0745-191 (losangos abertos). Enquanto a amostra de do tipo NCC são os seguintes: Abell 119 (losangos), Abell 754 (cruzes inscritos em quadrados), Abell 2256 (círculos), Abell 2319 (triângulos preenchidos), Abell 3266 (triângulos abertos), Abell 3376 (estrelas), Abell 3627 (cruzes) e Coma (quadrados).

Somente a partir do satélite *ASCA* descobriu-se que não só havia gradientes radiais de abundâncias mas também havia gradiente nas razões de abundância, mostrando pela primeira vez que existem vários mecanismos de enriquecimento com contribuição importante acontecendo nos AGs, e com diferentes mecanismos sendo dominados por material proveniente de diferentes tipos de SNe. Isto permitiu associar essa concentração alta de Fe no centro do ICM à remoção de metais de galáxias caindo em direção ao centro via RPS. De fato, o RPS se torna mais relevante conforme a galáxia se desloca para a região central do AGs e GGs, já que nesta região a densidade do ICM é bem maior. Isto leva a crer que os produtos das SNe Ia sejam

<sup>6</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/sax/sax.html>.



(a) Perfil radial das abundâncias de Fe na amostra de AGs do tipo CC em função do raio em unidades de  $r_{180}$  de cada um dos AGs.



(b) Perfil radial das abundâncias de Fe na amostra de AGs do tipo NCC em função do raio em unidades de  $r_{180}$  de cada um dos AGs.

Figura 1.2: Distribuição radial das abundâncias em vários AGs do tipo CC (a) e NCC (b), em função do raio em unidades de  $r_{180}$ , onde  $r_{180}$  é o raio dentro do qual a densidade média é 180 vezes a densidade crítica do Universo. Gráfico retirado de De Grandi e Molendi (2001).

eficientemente arrancados das galáxias naquela região. Observações de AGs NCC, onde o pico central de emissão, correspondente ao aumento abrupto de densidade é mais fraco, não apresentam gradiente radial de Fe (De Grandi e Molendi, 2001), sugerindo consistência com essa hipótese e além de tudo fornecendo indícios de que as atividades de *mergers* podem ser eficientes para redistribuição do material no ICM e também para a remoção do pico de densidade característico dos AGs CC.

No trabalho pioneiro Dupke e White (2000), os autores usam abundâncias para impor restrições a modelos de SNe Ia, a partir da razão Ni/Fe, encontrando que os valores altos medidos para essa razão no centro dos aglomerados não eram devido ao processo de espalhamento de ressonância, mas que alternativamente era devido a uma dominância de material significativamente contaminado por SNe Ia consistente com o modelo de deflagração convectiva W7, um dos modelos tradicionais proposto por Nomoto *et al.* (1984). Estes resultados ilustraram o poder da espectroscopia de raios-X do MIA para restringir modelos teóricos de SNe. No entanto, para investigar o cenário de SNecc é preciso obter a distribuição radial de outras abundâncias que são copiosas para este tipo de SN. O artigo de Finoguenov *et al.* (2000) apresenta a abundância total de Fe diminuindo significativamente com o raio, enquanto a abundância de Si diminui menos rapidamente. Na figura 1.3, os autores mostram como a razão de abundância de Si/Fe varia radialmente em uma amostra de aglomerados. Este resultado indica uma maior predominância do enriquecimento de SNecc na periferia de AGs, sugerindo que, ventos proto-galáticos energizados por SNecc, têm uma importância maior nas partes externas dos AGs. Esses resultados são consistentes com o cenário no qual o gás foi inicialmente aquecido e enriquecido com os ventos galáticos, induzidos por explosões massivas de SNecc. No entanto, para confirmar a hipótese (i. e., excesso de dominância de material poluído por SNe Ia no centro e SNecc na periferia) é necessário ainda reduzir significativamente as grandes incertezas atribuídas as medidas de abundância e aumentar a escala de medição para as partes mais externas, e isso só começou a ser feito mais recentemente.

A nova geração de observatórios em raios-X, como *Suzaku*, *Chandra* e *XMM-Newton*, permitiu medidas de abundâncias mais precisas para esses mesmos elementos pesados, além disto, a capacidade de detectar estes elementos em regiões periféricas dos AGs. Atualmente, os trabalhos de Ezer *et al.* (2017); Mernier *et al.* (2017); Simionescu *et al.* (2015) apresentam diferentes características para a distribuição desses elementos nas partes mais periféricas dos AGs. As razões de abundâncias tem um comportamento basicamente uniforme para principalmente Si/Fe e pouco gradiente pode ser observado nas razões de S/Fe e Mg/Fe até o  $r_{200}$ , onde  $r_{200}$  é o raio dentro do qual a densidade média é 200 vezes a densidade crítica do Universo.



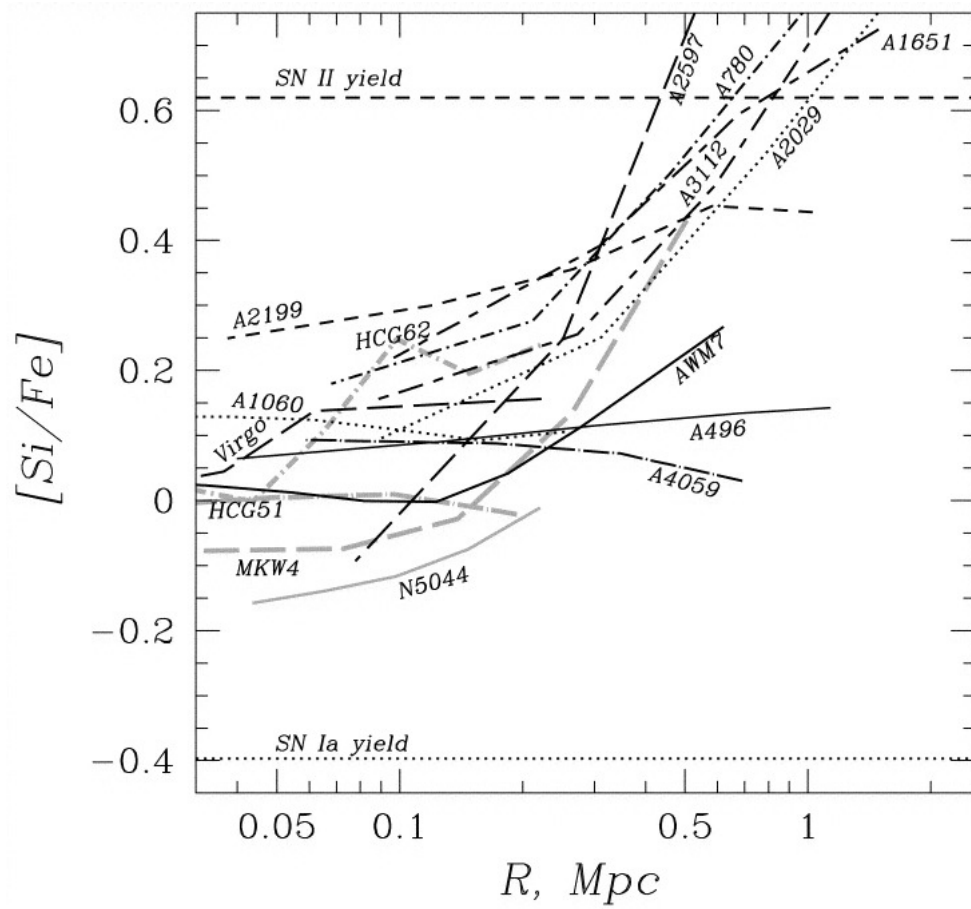


Figura 1.3: Perfil radial da razão de abundância Si/Fe em função da distância ao centro de AGs em unidades de megaparsec (Mpc) (Finoguenov *et al.*, 2000).

Em recentes simulações (Biffi *et al.*, 2017), a distribuição radial de abundância de Fe (para distâncias até  $\sim r_{180}$  é similar comparada com as observações [21], por volta de 0.45 solar no centro e 0.2 solar nas periferias, enquanto para elementos como O e Si as incertezas ainda são grandes. Estas simulações encontraram uma distribuição de metalicidade notavelmente homogênea nas periferias do AG (fora de  $\sim 0.2 \times r_{180}$ ) com perfis quase planos dos elementos produzidos por SNe Ia ou SNecc.

O que leva a um cenário de enriquecimento de metais alternativo: de que o ICM é formado por um material que pode ter sido pré-enriquecido com metais em estágios iniciais de formação dos AGs no período de intensa atividade de formação estelar; ou que nessa fase inicial, os metais ejetados por SNe Ia e SNecc enriqueceram o MIA e foram capazes de se misturar no MIA, provocando uma distribuição uniforme de material ejetado por diferentes SNe. No entanto, essas hipóteses devem ser estudadas com mais detalhe, já que ainda não sabemos como esse enriquecimento em AGs pode ter acontecido.

O intuito desse trabalho é discriminar entre os *yields* previstos pelos modelos teóricos com diferentes cenários que competem entre si, tanto de mecanismos de explosões quanto do sistema progenitor, através das abundâncias observadas do ICM em raios-X pelo *Suzaku*. Dentre os atuais satélites em raios-X, o *Suzaku* apresenta melhor resolução espectral (*energy resolution*) entre 0.25 – 8 keV <sup>7</sup>, mais detalhes na seção 1.5. Essa característica é extremamente importante para nossa análise, já que uma melhor detecção de uma linha de emissão implica em uma melhor determinação das abundâncias elementares dos AGs da nossa amostra.

## 1.5 Satélites em raios-X

Os telescópios que detectam fótons em comprimentos de onda na faixa do ótico, utilizam componentes óticos como lentes e espelhos para canalizar os fótons em um plano focal, formando assim, uma imagem. Contudo, a configuração de um satélite para focar fótons em raios-X possui uma abordagem diferente.

A ilustração em 1.4, mostra que os fótons incidentes em raios-X (*X-ray light*, em vermelho) não podem ser focados da mesma maneira com que os fótons no ótico (*optical light*, em verde). De fato, os fótons em raios-X são muito energéticos, a ponto de atravessar materiais quando os espelhos são dispostos da maneira tradicional, como visto na ilustração 1.4. Por isso, a estrutura de satélites em raios-X

---

<sup>7</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/heasarc/missions/comparison.html>.

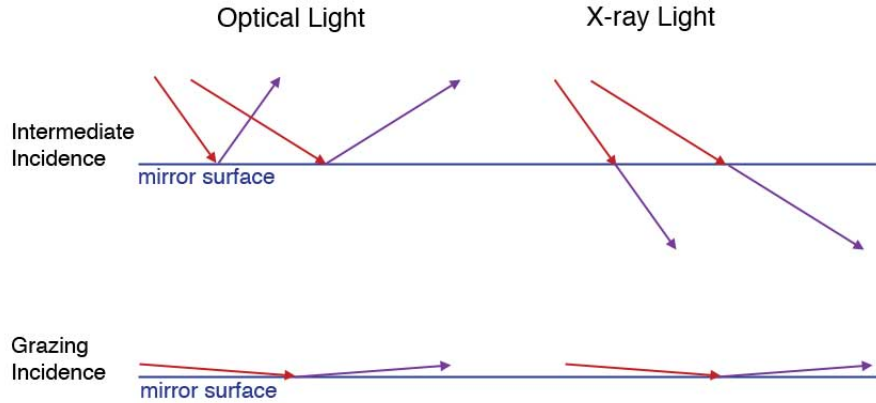


Figura 1.4: Ilustração da técnica do ângulo de raspagem de configurações encontradas em satélites em raios-X. Quando um fóton incidente atinge com um ângulo intermediário (acima) e um ângulo de raspagem (abaixo), este último é pequeno o suficiente para refletir os fótons incidentes em raios-X. Créditos: NASA.

precisa ter um arranjo tal que o material do espelho reflita os fóton em raios-X e que, a orientação destes fótons sejam de tal forma que incidam na superfície do espelho (*mirror surface*) em um ângulo rasante (*grazing incidence*), este ângulo entre a superfície do espelho e da direção do fóton incidente em raios-X é chamado de ângulo de raspagem (*grazing angle*). Além do mais, os fótons em raios-X não são abundantes comparados aos fótons no ótico, estes poucos fótons devem ser distinguidos dos raios cósmicos <sup>8</sup> que, eventualmente, possam ser focalizados.

Satélites modernos em raios-X, como *Suzaku*, possuem um design de refletores e colimadores para focalizar os fótons de uma fonte de raios-X. Na figura 1.5 está representado este arranjo. Os refletores estão aproximadamente perpendicular (de lado) em relação à fonte de raios-X, para que os fótons incidentes possuam um ângulo de raspagem pequeno e sejam focalizados. O feixe de fótons incidentes (em vermelho) desta uma fonte atinge o refletor primário (em azul claro) e são refletidos para refletor secundário (em azul escuro), e portanto, atingem o espelho secundários e novamente refletidos em direção ao ponto focal (*focal point*) na superfície do detector, por volta de 4.5 metros de distância. Além disso, no caso do *Suzaku*, foi adicionado um pré-colimador antes do refletor primário (este não está representado na figura), para bloquear os raios-X vindos de outras direções, que não são fontes originários da fonte escolhida. Como dito anteriormente, fontes astronômicas de raios-X não emitem muitos fótons comparativamente ao emitido nas regiões menos energéticas do espectro. Por isso, mais arranjos desse tipo são co-alinhados a fim de coletar mais fótons, formando várias camadas de espelhos. Para o *Suzaku*, essas camadas

<sup>8</sup>Partículas energéticas que viajam pelo espaço.

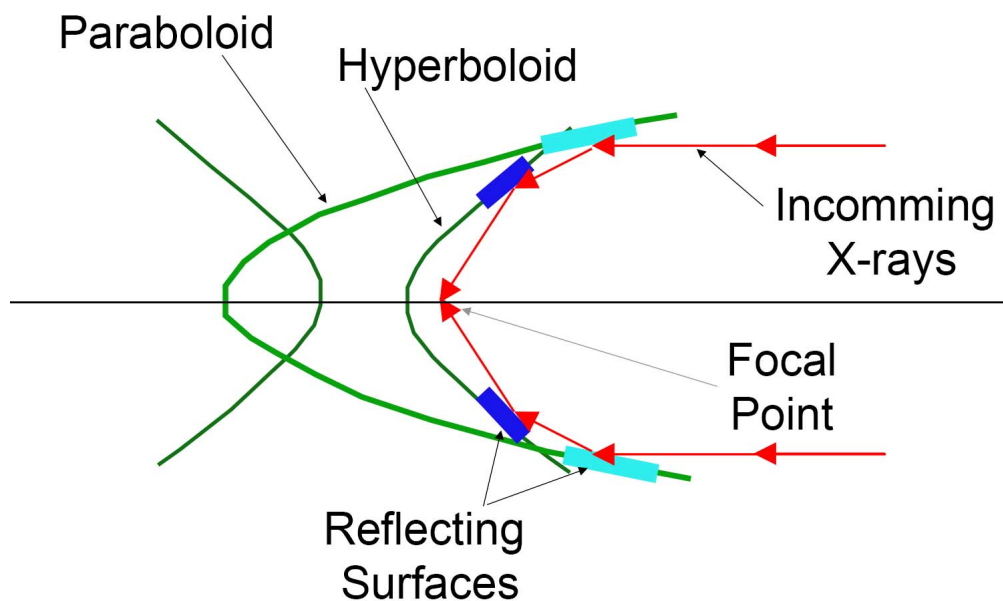


Figura 1.5: Ilustração da configuração de Wolter do tipo I utilizada para focalizar fótons em raios-X. Créditos: NASA.

são cobertas de ouro, totalizando 700 espelhos.

Os detectores em raios-X devem ser confiáveis para fornecer a energia do fóton, seu tempo de chegada e posição detectada no dispositivo de carga acoplada (*charge coupled device* ou CCD)<sup>9</sup>. Para isso, podemos definir conceitos relacionados a essas propriedades que expresse a precisão dessas características de detecção. Primeiramente, todo fóton incidente em raios-X, que é detectado, tem sua informação armazenada separadamente em chamados eventos de raios-X (*X-ray events*), ou seja, cada detecção é um evento em raios-X. A coleção desses eventos fornecem informação suficiente para análises mais complexas da fonte em raios-X, por exemplo, com a quantidade de fótons em uma certa faixa de energia (espectro), é possível analisar os processos físicos de emissão da fonte.

Além dos eventos armazenarem energia, tempo e posição dos fótons, temos ainda a grade (*grade*), que atribui um valor numérico a um evento baseado nos pixels (área de  $3 \times 3$  pixels) em torno do pixel em que o evento foi detectado, para determinar se este foi um fóton em raios-X ou não. Em outras palavras, é a forma da distribuição de energia de um evento, em que o pixel central possui maior energia. Em geral, grades

<sup>9</sup>É um sensor semicondutor para imageamento, utilizado tanto em câmeras fotográficas quanto para fins científicos. Na astronomia de raios-X, *ASCA* foi o primeiro satélite com uma câmera CCD. Esta câmera é capaz de associar uma certa carga elétrica ao fóton detectado no seu respectivo pixel, tais cargas são lidas por um circuito externo, permitindo a fabricação de uma imagem astronômica.

1, 5 e 7 contém a maioria dos eventos que não são propriamente de origem em raios-X (*non-Xray events*). Enquanto as grades 0, 2, 3 e 4 possuem a melhor calibração e são associados aos eventos em raios-X. A adição da grade 6 é recomendada para aumentar o sinal ruído dos fótons com altas energias (Arida, 1991). Desse modo, selecionamos os grades 0, 2, 3, 4 e 6 para os nossos ajustes espectrais.

Como realizamos ajustes espectrais de AGs em raios-X, é válido mencionar sobre as respostas instrumentais (ARF e RMF). Essas respostas exprimem características da eficiência de detecção do CCD, enquanto o ARF é a combinação da multiplicação da eficiência quântica de detecção<sup>10</sup> do fóton (contagem/fóton) através da área (cm<sup>2</sup>) do CCD. A ineficiência de detecção piora conforme a distância do eixo focal aumenta, reduzindo a área geométrica do CCD à uma área efetiva menor, o RMF é uma matriz que expressa o quanto um fóton é espalhado no CCD no espaço de energia devido a resolução do detector, ou seja, expressa a resposta espectral do detector. Quanto maior a área efetiva do telescópio maior é sua capacidade de coletar fótons no mesmo intervalo de tempo. Por fim, a resolução de energia define a capacidade do detector de distinguir entre fótons de energias similares, ou seja, capacidade de determinar precisamente a energia do fóton. Tal propriedade é expressa em eV (elétron-volt) na tabela 1.1, de forma que quanto maior é resolução de energia, menor a faixa de incerteza da energia do fóton incidente.

A resolução de energia é a capacidade do detector de diferenciar fótons com energias similares. A resolução de energia (R) é definida como

$$R(\%) = \frac{FWMH (keV)}{E (keV)} \times 100, \quad (1.4)$$

onde FWHM (*Full Width at Half Maximum*) é a largura à meia altura da distribuição de energia do fóton, em unidades de quiloelétron-volt (keV); E é a energia no pico dessa distribuição, em unidades de quiloelétron-volt (keV).

Esta propriedade é fundamental para nossa análise, conhecida como espectroscopia espacialmente resolvida, é a capacidade de determinar dentre as linhas de emissão do ICM e diferenciá-las entre si e da emissão do contínuo (emissão por *Bremsstrahlung*) em diferentes regiões espaciais do campo de visão. Nesta tabela também tem uma propriedade chamada Função de Espalhamento Pontual (*Point Spread Function* ou PSF). Na tabela 1.1, a PSF é expressa em termos do Diâmetro de Meio Máximo (*Half Power Diameter* ou HPD) da distribuição de probabilidade de um evento em raios-X de uma fonte pontual. O HPD é a escala espacial que inclui

---

<sup>10</sup>É a combinação entre a transmissão dos elétrons gerados até o circuito externo com a absorção dos fótons em raios-X incidentes antes de alcançar a região de detecção

metade do fluxo que se origina dentro da região. A PSF é o espalhamento espacial dos fótons de uma fonte pontual e sua dependência da frequência do fóton incidente pode provocar uma deformação espectral da fonte. Quanto maior a região usada para análise, maior a chance de obter somente fótons advindo daquela região. Logo, ela pode ser quantificada para prover a informação enclausurada em um dado raio da distribuição de energia de uma região. Em outras palavras, ao extrair um espectro de uma região circular de raio  $R$ , podemos escolher este raio  $R$  grande o suficiente para que a região contenha toda a energia do evento. Entretanto, caso escolhermos um raio menor que  $R$ , uma fração da energia que deveria estar enclausurada nesta região é distribuída para fora desta.

### 1.5.1 Satélite Suzaku

O satélite *Suzaku*, primeiramente designado de *Astro-E2*, foi desenvolvido pelo ISAS/JAXA em colaboração com NASA/GSFC, MIT e outras instituições japonesas e lançado em 10 de julho de 2005. Depois de falhas na comunicação e esforços para recuperar o controle, a JAXA decidiu encerrar tais esforços e declarar a missão científica do *Suzaku* completa, em 2015. *Suzaku* possui uma órbita circular em torno da Terra com altitude de 570 km e um período orbital de 96 minutos. É composto por três instrumentos: o detector de raios-X duros (*Hard X-ray Detector* ou HXD) que abrange uma faixa de energia entre 10 – 600 keV; o microcalorímetro em raios-X (*X-ray Spectrometer* ou XRS), que foi impossibilitado de realizar qualquer observação científica pela perda de todo o reservatório de hélio líquido necessário para refrigeração do detector.<sup>11</sup>

As observações da nossa amostra utilizaram apenas observações do instrumentos XIS, o espectrômetro de imageamento em raios-X (*X-ray Imaging Spectrometer* ou XIS) abrange uma faixa de energia de 0.2 – 12.0 keV, contendo quatro câmeras CCD (XIS0 – 3) cobrindo um campo de visão (*Field of View* ou FoV) de  $17.8' \times 17.8'$ . Os CCDs estão alinhados para observar a mesma região do céu. A figura 1.6 apresenta todos os CCDs do instrumento XIS, compostos de  $1024 \times 1024$  *pixels*, a área rosa indica a região do CCD danificada por colisões com micrometeoritos, com perda total para XIS2 em 2009 e parte do XIS0. O símbolo  $\times$  em vermelho representa a posição nominal de cada um dos CCDs. O par de áreas nas extremidades de cada CCDs representam regiões de calibração de  $^{55}\text{Fe}$ , sempre alocadas nos segmentos A e D e do lado oposto ao pino de leitura. Os círculos preenchidos em verde são "buracos" nos filtros de bloqueio ótico (*optical blocking filter* ou OBF), já que os sensores em raios-

<sup>11</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/astroe/astroegof.html>; [http://global.jaxa.jp/projects/sat/astro\\_e2/index.html](http://global.jaxa.jp/projects/sat/astro_e2/index.html).

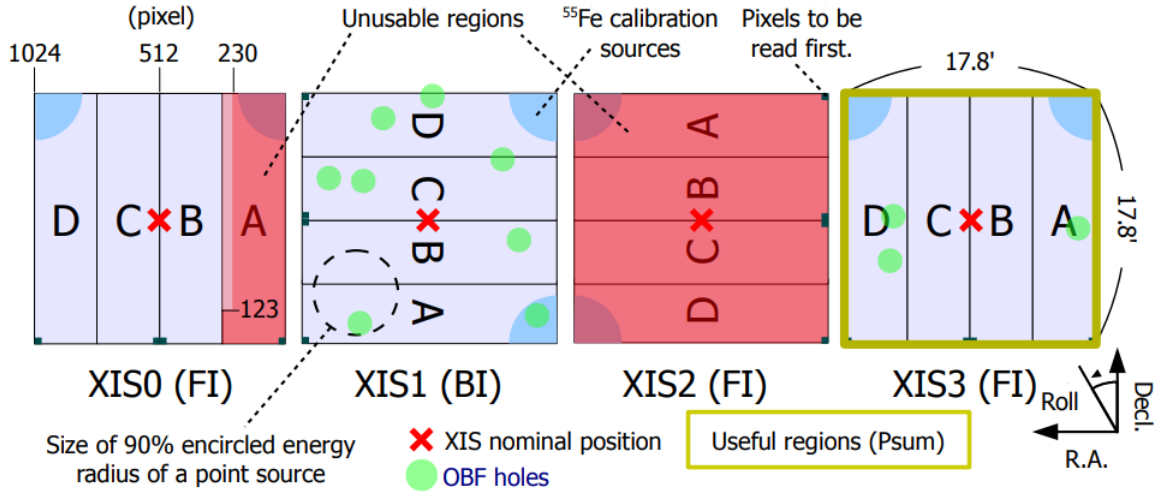


Figura 1.6: Campo de visão (FoV) do instrumento XIS. Os CCDs XIS(0 – 3) estão representados acima da esquerda para direita. Créditos: (Pottschmidt, 2015).

X são sensíveis aos fótons na faixa de energia do ótico e ultravioleta. Enquanto os CCDs (XIS0, 2 e 3) são *front-side illuminated* (FI), o XIS1 é *back-side illuminated* (BI)<sup>12</sup>, algumas vantagens e desvantagens entre eles é que os CCDs do tipo FI possuem menor *background* em altas energias e os BI degradam de maneira mais linear com o tempo (LaMarr *et al.*, 2008). Por fim, o ângulo de rotação (*roll angle* ou PA\_NOM) é o ângulo de rotação entre a direção de declinação e da ascensão reta no sentido anti-horário.

## 1.5.2 Comparação entre os Espectrômetros de Raios-X Recentes

Na tabela 1.1, apresentamos as principais características técnicas dos satélites e seus respectivos detectores em raios-X. Como dito anteriormente, nosso interesse é estudar as abundâncias elementares do ICM, para isso, é imprescindível que a distinção entre as linhas de emissão detectadas seja apropriada. A principal propriedade técnica que reflete a melhor precisão para essa discriminação é a resolução de energia. Como mostra a tabela, a precisão é melhor para o Satélite *Suzaku*. Ao mesmo tempo que este satélite possui um campo de visão conveniente para a observação de AGs.

<sup>12</sup>É um tipo de sensor de imagem digital que usa um arranjo em que a estrutura eletrônica do CCD são alocadas do lado oposto aos fótons incidentes de raios-X. Isso aumenta a eficiência de detecção dos fótons, evitando a reflexão dos fótons incidentes pela estrutura. Para mais detalhes, ver Arnaud *et al.* (2011).

Apesar dessas vantagens, sua PSF é inferior quando comparadas as do *Chandra* e *XMM-Newton*, por isso, tivemos que limitar a observação da amostra até baixos *redshifts* ( $z \sim 0.05$ ). Além disso, apesar da ejeção dos elementos pesados de SNe abranger toda uma gama de elementos pesados, a espectroscopia espacialmente resolvida do *Suzaku* ainda é limitada. Por exemplo, dentre os elementos do grupo de Fe (Fe, Mn, Cr e Ni), a espectroscopia fornecida pelo *Suzaku* é capaz de resolver apenas as linhas de emissão dos elementos Fe e Ni. Consequentemente, os espaços de variabilidade (definidos abaixo) utilizarão apenas estes elementos como indicadores de enriquecimento de SNe. Microcalorímetros, como o que funcionou por um período breve no satélite *HITOMI* (formalmente chamado de ASTRO-H)<sup>13</sup>, possuem resolução espectroscópica uma ordem de magnitude maior melhor em raios-X e assim, são capazes de resolver tais linhas como de Cr e Mn, como mostra o artigo Zoghbi *et al.* (2017). No entanto, o *Suzaku* apresenta a melhor configuração para este tipo de estudo atualmente, já que o HITOMI parou de funcionar cerca de um mês após seu lançamento.

Tabela 1.1: Tabela de vários satélites e seus detectores em raios-X. Adaptada do site HEASARC (Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/>).

COMPARAÇÃO ENTRE VÁRIOS SATÉLITES EM RAIOS-X								
Satélite	XMM-Newton		Chandra		Suzaku	ASCA	ROSAT	
Detector	EPIC MOS	EPIC PN	ACIS back	ACIS front	XIS	SIS	GIS	PSPC
FWMH (eV)								
@0.25 keV	35	35	130	37	-	-	-	250
@0.4 keV	45	45	120	42	30	75	-	350
@1.0 keV	55	55	100	56	50	100	190	500
@2.5 keV	85	85	120	82	80	135	300	-
@6.0 keV	130	130	170	130	120	240	460	-
@8.0 keV	150	150	190	150	140	265	540	-
FoV (minutos de arco)	30'	30'	17'×17'	17'×17'	17.8'×17.8'	22'×22'	20'×20'	114' dia
PSF <sup>†</sup> (segundos de arco)	~6"	~6"	0.5"	0.5"	90"	60"	60"	15"
Banda de Energia (keV)	0.2–12	0.2–12	0.1–10	0.4–10	0.2–12	0.4–12	0.6–12	0.1–2.4
Área Efetiva <sup>†</sup> (cm <sup>2</sup> )	1100	1300	580	670	400	440	360	240

<sup>†</sup> Informação retirada de Arnaud *et al.* (2011).

## 1.6 Razões de abundâncias como seletor de modelos de explosões de SNe

Nesta seção procuramos esclarecer como faremos a seleção dos modelos de explosões de SNe mais consistentes com a nossa amostra de AGs.

<sup>13</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/hitomi/>.



O avanço na capacidade computacional nas últimas duas décadas permitiu um avanço significativo na implementação da física necessária nos modelos de explosão de SNe, incluindo modelos 2 e 3D. Entretanto, existe ainda uma divergência grande nos diferentes produtos de tipos diferentes de explosão e no tipo de progenitores. Mesmo com imposições de algumas características observacionais, como a massa de  $^{56}\text{Ni}$  através da observação das curvas de luz de SNe, ainda há divergências quanto a essa descrição dentre os modelos teóricos encontrados na literatura à esses modelos.

Diante disso, nesta dissertação compararemos as massas sintetizadas previstas pelos modelos teóricos encontrados na literatura, de modo que estes reproduzam as razões de abundâncias elementares obtidas por espectroscopia espacialmente resolvida em raios-X de AGs da nossa amostra do satélite *Suzaku*.

Apesar das abundâncias elementares fornecerem quantidades globais de enriquecimento em AGs, para diferenciar entre a contribuição do ejeta de diferentes populações de SNe em distintos locais de enriquecimento, as razões destas abundâncias elementares são fundamentais pra esse papel. Dado que diferentes tipos de SNe ejetam diferentes quantidades de elementos pesados, enquanto SNe Ia ejetam em maior quantidade Fe, Mn, Cr e Ni, SNecc ejetam O, Ne, Mg, S, Si, Ca e etc, torna-se viável a discriminação local da contaminação por cada tipo de SNe. Logo, as razões de abundâncias são fundamentais para a seleção dos modelos de explosões de SNe. Com essas medições em mãos, podemos medir a dispersão desses valores e sua compatibilidade com diferentes predições de diferentes modelos de explosão de SNe, determinando quais são compatíveis com as observações e quais não são. Também sugerimos um "modelo heurístico" que um modelo de SN deveria minimamente produzir, baseado puramente nas observações dessa amostra de AGs e GGs.

Em suma, medimos as abundâncias elementares para cada um dos AGs da nossa amostra, para cada um dos instrumentos XIS. Após isso, determinamos as médias, como descrito em detalhes no capítulo 3, e populamos os chamados espaços de variabilidade, como descrito na seção 2.2. Depois da coleta de diferentes modelos teóricos apenas a predição das massa sintetizada dos isótopos após a explosão da SNe, convertemos em unidades de massas solares, por seguinte, em unidades de abundância elementar numérica, utilizada no *XSPEC*. Para que tanto as abundâncias observadas e teóricas possuam a mesma unidade. Assim, representamos tais abundâncias teóricas (através de linhas sólidas) neste mesmo espaço de variabilidade. Posteriormente, fazemos uma análise de quais modelos teóricos são plausíveis, através da concordância destes modelos com as observações. Tal metodologia é baseada na técnica proposta por Dupke e White (2000). Além do mais, a fim de quantificar a consistência de cada um dos modelos, propomos um modelo heurístico para cada espaço de variabilidade e tipo de SNe como um modelo mínimo para a descrição dos

valores observacionais, ver capítulo 4.

# Capítulo 2

## Modelos de Supernovas

### 2.1 Supernovas

O fenômeno de Supernova é um dos eventos estelares mais energéticos do Universo com energia  $\sim 10^{50-51}$  ergs (Vink, 2012), luminosidades de  $\sim 10^{9-10}L_{\odot}$  (Oliveira Filho e Saraiva, 2013a) e se caracteriza pelo aumento rápido da luminosidade em uma escala de tempo de alguns segundos (Longair, 1994).

Este termo foi primeiramente introduzido por Baade & Zwicky em 1934 diferenciando o que vinha a ser um fenômeno comum de Nova. Novas são fenômenos com explosões menos energéticas que Supernovas com energia  $\sim 10^{43-44}$  ergs, são mais frequentes ( $\approx 50$  Novas por ano em galáxias massivas como a Via Láctea). As Novas ocorrem quando há uma explosão se uma anã branca acumula hidrogênio de uma estrela companheira a taxas de acreção menores do que as de Supernovas (Oliveira Filho e Saraiva, 2013a).

Há diversos tipos de Supernovas e portanto, há distintos mecanismos que visam explicar cada uma das etapas do evento de Supernova e suas respectivas quantidades de elementos produzidos e ejetados pelas mesmas. Nessa dissertação, investigamos qual (quais) o(s) modelo(s) descreve(m) melhor os mecanismos de detonação de cada tipo de supernova. As supernovas (SNe) são classificadas de acordo com as características intrínsecas ao espectro detectado no ótico, apresentando diversas subcategorias. Note que não significa que SNe não possam ser classificadas de outra maneira. Historicamente, os astrônomos utilizam o ótico para a classificação de objetos no intuito de entender e criar uma ordem lógica dos processos que estes sofrem.

Nos dias de hoje, a classificação é baseada no modo de explosão das supernovas. Supernovas do Tipo Ib, Tipo Ic e Tipo II resultam do colapso do núcleo de estrelas massivas, ao passo que supernovas tipo Ia são as explosões termonucleares de anãs

brancas que readquiriram massa possivelmente através da captura de material da estrela companheira, ver figura 2.1. A nomenclatura de Minkowski continua a ser usada pelos astrônomos (Minkowski, 1941).

Abordaremos durante toda a dissertação dois dos tipos principais de SNe: Supernova do tipo Ia (SN Ia) e Supernova do tipo II (SN II). Tais supernovas, suas estrelas progenitoras e mecanismos de explosão serão abordados nas seções 2.1.1 para Supernovas do tipo Ia e na seção 2.1.2 para Supernovas do tipo II.

Dentre os mecanismos possíveis de explosão para a SN Ia, vamos investigar a(s) estrela(s) progenitora(s), suas massas e seu tipo de detonação. A estrela progenitora pode ser detonada através de fusão entre anãs brancas ou ainda por meio da acreção da massa da companheira massiva e evoluída do sistema binário, composta por uma anã branca e uma companheira da sequência principal ou uma gigante vermelha. Assim, após um certo limiar de massa acretada, conhecida como massa de Chandrasekhar ( $M \approx 1.4 M_{\odot}$ ), a pressão interna não é capaz de contrabalancear a pressão externa devido a força gravitacional, culminado na explosão, ou seja, esse núcleo de carbono inicia um processo de detonação por deflagração ou detonação retardada. Para uma SN II, também chamada de Supernova de colapso do núcleo (SNcc), ocorre uma implosão do núcleo de Ni e Ferro, no qual a progenitora é uma estrela massiva ( $M \geq 8 M_{\odot}$ ), que ao alcançar o estágio final de evolução, não libera mais energia, o seu núcleo esfria, o desequilíbrio entre as pressões é instituído e culmina em uma explosão. O colapso ocorre tão rapidamente que cria ondas de choque que causam a explosão da parte externa da estrela. Após a detonação, um núcleo denso (estrelas de nêutrons ou buracos negros) é deixado para trás, juntamente com uma nuvem em expansão de gás quente chamada de remanescente de supernova.

Esse evento ocorre através da detonação de uma estrela progenitora. Como visto, esta detonação pode ocorrer em diferentes cenários originando diversos tipos de SNe, e por isso, podemos classificá-las pelas características das linhas observadas em seus espectros. As supernovas do tipo I e II apresentam diversas subcategorias com características associadas ao espectro detectado, esse fato foi primeiramente estabelecido por Minkowski (1941). Após isso, as classificações de SNe foram estudadas com mais detalhes por Filippenko (1997), a classificações pelos espectros no tempo inicial da SNe ( $t \approx 1$  semana) e os espectros ópticos tardios ( $t \approx 4$  meses) totalmente distintos. Na literatura estelar atual, com o crescente número de SNe observadas, diversos autores ainda buscam uma melhor classificação das SNe para quantificar a diversidade espectral e fotométrica destas (Anderson *et al.*, 2014; Gutiérrez *et al.*, 2017; Hamuy e Pinto, 2002; Patat *et al.*, 1994) e critérios para fornecer identificações claras para o tipo intermediário SNe Ib/c (Sun e Gal-Yam, 2017).

Na figura 2.1 está representado apenas algumas SNe. Conforme esse esquema, a

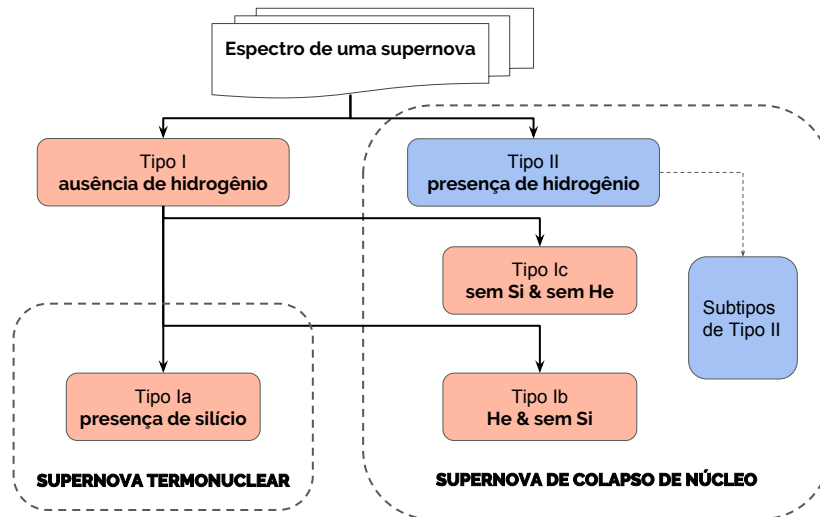


Figura 2.1: Classificação dos tipos de supernovas, baseado na espectroscopias no ótico. Em rosa, está representado Supernovas do tipo I e seus subtipos (Ia, Ib e Ic). Em azul, está representado Supernovas do tipo II e seus subtipos que não mencionaremos neste trabalho, para mais detalhes ver Vink (2012).

classificação leva em consideração a presença ou ausência de linhas de hidrogênio, hélio e silício. Supernovas do tipo I são divididas em subclasse: Ia, Ib e Ic. Toda a classe de SNe I não apresenta hidrogênio no espectro ótico. Enquanto SNe Ia apresentam linhas de absorção de silício, SNe Ib ou SNe Ic não possuem esta característica no espectro. No entanto, estas últimas diferem entre si através da presença ou ausência de linhas de hélio. Uma vez que SNe Ib apresentam linhas de absorção de hélio no seu espectro, SNe Ic não possuem. Em contrapartida, todos os tipos de Supernovas do tipo II possuem linhas de hidrogênio em seus espectros. Para mais detalhes sobre os espectros de SNe ver Filippenko (1997). Algumas SNe I mostram características das SNe II, como uma explosão de colapso do núcleo. Essas supernovas, denominadas Tipo Ib e Tipo Ic, aparentemente diferem do Tipo II porque perderam o envelope externo de hidrogênio antes da explosão, sendo essa a causa de não observarmos hidrogênio em seus espectros. Nesse caso, o envelope de hidrogênio pode ter sido perdido antes da explosão, ou foi arrancado por uma estrela companheira durante sua evolução.

É possível determinar a taxa de ocorrência de uma supernova em uma galáxia. Uma unidade utilizada para expressar a frequência com que uma supernova ocorre é chamada de unidade de supernova (em inglês, *supernova units* ou *SNu*). A taxa de SNe <sup>1</sup> é proporcional à luminosidade na banda B para todos os tipos de SN e ao longo da sequência de Hubble dos tipos morfológicos de galáxia. Deste modo,

<sup>1</sup>As taxas de SNe expressadas em SNu dependem da escala de distância adotada, em Cappellaro *et al.* (1993), eles se dimensionaram  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

podemos calcular as taxas de SNe *em SNu*. Uma unidade de supernova (SNu) é o número de supernovas em uma galaxia cuja luminosidade, medida na banda B <sup>2</sup>, é de 10 bilhões de vezes a do sol, em cem anos, ou seja, a taxa é expressa da forma que  $1 \text{ SNu} = 1 \text{ SN} (100 \text{ anos})^{-1} (10^{10} L_{\odot}^B)^{-1}$ . Considerando a luminosidade da Via Láctea por volta de  $1.8 \times 10^8 L_{\odot}^B$  (Taylor, 2016), a taxa de SNe em unidades de SNu seria de 1.8, que está bem próxima de  $1.7 \pm 0.9 \text{ SNu}$  encontrada por Cappellaro *et al.* (1993).

### 2.1.1 Supernovas do tipo Ia

As Supernovas do tipo Ia possuem importantes propriedades como indicador de distância cosmológica, suas curvas de luz podem ser padronizadas, por isso SNe Ia são conhecidas como velas padrões. Além disso, estas supernovas foram umas das principais responsáveis pelo estabelecimento da descoberta da expansão acelerada do Universo recente. No cenário do modelo cosmológico padrão atual, esta aceleração é causada por uma componente desconhecida  $\Lambda$ . A causa desta aceleração é atribuída ao que chamamos de energia escura (Perlmutter *et al.*, 1999; Riess *et al.*, 1998). Do mesmo modo, SNe Ia desempenham um papel essencial no estudo da nucleossíntese e no enriquecimento químico do Universo (Matteucci e Greggio, 1986). O estudo das SNe Ia está diretamente ligada à origem dos principais elementos químicos, a determinação dos quais necessita de uma melhor compreensão do sistema progenitor e do mecanismo de explosão das SNe. Pelo menos metade de todas as estrelas no céu são sistemas múltiplos, composto de duas (ou mais) estrelas em órbita de um centro de massa em comum (Carroll e Ostlie, 2017).

Em 1959 já havia evidências de que supernovas de tipo Ia eram observadas em todos os tipos de galáxias (Van den Bergh, 1959). Além disso, Van den Bergh (1959) utilizou taxas de ocorrência de supernovas em diferentes tipos de galáxias para investigar a origem das estrelas progenitoras. Uma estrela anã branca é uma estrela densa composta principalmente de átomos de carbono e oxigênio, cujo gás é degenerado. Esta estrela é intrinsecamente estável, desde que sua massa permaneça abaixo do limite de Chandrasekhar ( $M \approx 1,4 M_{\odot}$ ).

Esta estabilidade se dá pela pressão de degenerescência dos elétrons (pressão interna) originada por efeitos quânticos em estados de matéria altamente densa ( $\rho \simeq 2 - 4 \times 10^9 \text{ g/cm}^3$ ,  $T \simeq 10^8 \text{ K}$ ). Em um caso clássico, se a densidade aumenta, sua temperatura também aumenta e a estrela se expande para encontrar o equilíbrio. Para um gás degenerado de elétrons, a pressão do gás só depende da

---

<sup>2</sup>A banda B é uma parte do espectro, no comprimento de onda azul, médio 442 nm, definido pelo sistema fotométrico Johnson-Morgan (Johnson e Morgan, 1953).

densidade. A situação limite ocorre quando a anã branca acreta continuamente, causando uma leve contração por meio da pressão gravitacional, aumentando sua densidade e diminuindo seu volume. Neste momento, a pressão externa e interna ainda estão contrabalanceadas e a descrição do gás é predominantemente quântica para um gás de elétrons. Assim, quando a massa da anã branca corresponde a massa de Chandrasekhar, a temperatura de Fermi, que só depende da densidade, alcança valores suficientes para desencadear a fusão de carbono, mesmo que o sistema seja resfriado devido a emissão de neutrinos. Por conseguinte, a queima de oxigênio e silício, quase que simultânea, sintetiza  $^{56}\text{Ni}$  e  $^{56}\text{Co}$  que posteriormente são transformados em  $^{56}\text{Fe}$ . Em resumo, a densidade e a temperatura central necessárias para a ignição de carbono são atingidas, e todas as fases subsequentes da fusão nuclear, culminando, assim, no fenômeno de supernova do tipo Ia.

Vimos que para instaurar a ignição do carbono, a massa da anã branca de carbono e oxigênio deve crescer próximo a massa Chandrasekhar ( $M_{Ch}$ ). Essa ignição atravessa a anã branca por dois mecanismos: a energia liberada pela ignição propaga-se como uma deflagração subsônica ("*flames*") por meio de condução ou como detonação supersônica por de uma onda de choque.

A frente da queima durante a explosão se propaga por camadas finas de reação, conhecidas como zonas de reação <sup>3</sup>. De fato, ambos mecanismos de explosão produzem uma sobrepressão nas camadas mais externas, seja por condução (deflagração) ou por onda de choque (detonação).

Quando a pressão gerada pela combustão é suficientemente alta, é formada uma onda de choque supersônica, ou seja, uma onda tratada como um fluido compressível em que a energia liberada se propagada como uma onda de choque. A frente de onda comprime mecanicamente cada uma das zonas de reação, aumentando a temperatura rapidamente e aquecendo as camadas mais externas, desta maneira evitando que o meio não queimado se expanda antes de queimar, como uma expansão adiabática. Sua velocidade depende principalmente da quantidade total de energia liberada por unidade de massa, e, portanto, é calculável de forma mais robusta do que as velocidades de deflagração (Hillebrandt e Niemeyer, 2000).

Em contrapartida, se a pressão inicial criada é suficientemente baixa, o aquecimento de camada por camada se propaga por meio de condutividade térmica. O aquecimento da zona de reação de uma camada em combustão, aquece a camada vizinha (mais externa) e mais fria. Esse processo de deflagração subsônica causa um gradiente de temperatura entre a camada do material sendo queimado e do material a ser queimado, que aumenta até alcançar um equilíbrio entre a difusão de calor (a transferência direta de calor do gás queimado para o material não quei-

---

<sup>3</sup>Camadas na interface entre o material queimado e não queimado.

mado, realizada predominantemente por colisões de íons) e a geração de energia. A frente de combustão é composta pela zona de difusão que aquece o combustível, até uma temperatura crítica de fusão, e por uma fina camada de reação onde o combustível é consumido e a energia é gerada. É essencialmente chamada de deflagração subsônica por se mover com velocidades abaixo da velocidade do som do material não queimado.

Dentre os mecanismos de explosões de SNe Ia, o cenário mais intuitivamente simples seria um em que a queima inicie próximo ao centro, se propagando de forma subsônica como uma deflagração através de uma anã branca de carbono e oxigênio da  $M_{Ch}$  (Hillebrandt e Niemeyer, 2000). Entretanto, vale ressaltar que a ignição de carbono pode ter início em bolhas no interior da estrela não coincidindo com o centro desta.

Em linhas gerais, é amplamente aceito que uma SN Ia emerge de explosões termonucleares que tem como estrela progenitora uma anã branca de carbono e oxigênio em um sistema binário, através da ignição de carbono (Hoyle e Fowler, 1960; Nomoto *et al.*, 1997). Este cenário é amparado pela quantidade de energia observada nas explosões de SNe ser da ordem da quantidade de energia produzida na fusão de carbono e oxigênio em ferro. Ao final da explosão, a energia ejetada destrói a anã branca e produz  $^{56}\text{Ni}$ , que de fato é observado pelo decaimento radiativo  $^{56}\text{Ni} \rightarrow ^{56}\text{Co} \rightarrow ^{56}\text{Fe}$  pela curva de luz de SNe Ia (Thielemann *et al.*, 2004). O decaimento de  $^{56}\text{Ni}$  em  $^{56}\text{Fe}$  ocorre pela captura de elétron e decaimento  $\beta^+$ <sup>4</sup>, para mais detalhes ver Rose (1998) e Nadyozhin (1994). No entanto, a natureza do sistema progenitor e o mecanismo exato de explosão permanecem incertos.

Diversos progenitores já foram propostos para SNe Ia. Para abarcar toda a gama de sistemas de progenitores, podemos defini-los nas seguintes classes: de degeneração única ou *single-degenerate* (SD) e de degeneração dupla *double-degenerate* (DD). O cenário SD compreende uma anã branca que acreta material de uma estrela companheira obrigatoriamente não-degenerada da sequência principal, uma gigante vermelha ou uma estrela do ramo gigante assintótico (AGB) em um sistema binário até alcançar a massa de Chandrasekhar (Whelan e Iben Jr, 1973). Ao passo que o cenário DD envolve uma fusão ou *merger* de duas anãs brancas.

O modelo clássico (SD) sugere que para desencadear uma ignição de carbono, a matéria deve ser acumulada na anã branca de carbono e oxigênio pertencente a um sistema binário até o limite da  $M_{Ch}$ . A princípio, há um par de estrelas em fases evolutivas distintas, a configuração inicial seria de uma estrela secundária de

---

<sup>4</sup>A captura de elétrons ocorre quando um elétron ( $e^-$ ) é capturado por um próton ( $p$ ), formando um nêutron ( $n$ ) e emitindo um neutrino do elétron ( $\nu_e$ ):  $p + e^- \rightarrow n + \nu_e$ . No processo de decaimento  $\beta^+$ , um próton é convertido em um nêutron ( $n$ ), um pósitron ( $e^+$ ) e um neutrino do elétron ( $\nu_e$ ):  $p \rightarrow n + e^+ + \nu_e$ .



massa ( $\leq 0.8 M_{\odot}$ ) e uma estrela companheira primária de massa intermediária (1.8–3 $M_{\odot}$ ). Como as estrelas alteram seu raio conforme sua evolução e as de maior massa evoluem mais rapidamente, a primária evolui e aumenta seu tamanho, podendo ocorrer perda de massa e/ou transferência de massa. Em seguida, a primária termina seu estágio evolutivo colapsando em uma anã branca de carbono e oxigênio de massa próxima a 1.4  $M_{\odot}$ .

A secundária evolui até o ramo gigante assintótico, se expande preenchendo toda a região definida pelo lóbulo de Roche, que delimita a superfície em torno de uma estrela dentro da qual a matéria está gravitacionalmente ligada a ela, e no ponto equipotencial de Lagrange, parte da matéria da secundária é transferida em direção à primária, livre para fluir até ela. Como a matéria acometida tem momento angular e para que o momento angular do sistema se conserve, ela forma um disco de acreção em volta da anã branca. Esta última tem a ignição ativada ao acumular massa e se desenvolve rapidamente em uma supernova (Whelan e Iben Jr, 1973).

No cenário atual de SNe Ia, o cenário DD é extremamente relevante para a investigação de SNe Ia, inclusive a sua nucleossíntese. Em vista disso, nessa dissertação também consideramos modelos teóricos cujas progenitoras são anãs brancas com massa inferior a massa de Chandrasekhar. Nestes modelos, o sistema binário tem como componentes duas anãs brancas em que a explosão da SNe Ia se dá através da detonação induzida pela colisão violenta das duas WDs. Estas estrelas perdem energia devido a emissão de ondas gravitacionais, perdendo momento angular e consequentemente, diminuindo a separação entre as estrelas. Com isso, as anãs brancas colidem violentamente. Nesse caso, receitas de produtos sintetizados no processo de explosão dependem também de qual das WDs (menos ou mais massiva) detonou primeiro. Enquanto a massa da WD primária (maior massa) fornece evidências da luminosidade da SN, se a WD secundária detona ou se desfaz é importante para ditar a nucleossíntese de elementos- $\alpha$  de massa intermediária (Seitenzahl e Townsley, 2017).

Por fim, é propício fazer um adendo que recentes vestígios observacionais, estabelecem que os progenitores DD possam estar sendo subestimado e que, de fato, possam desempenhar um papel importante no entendimento de SNe Ia (Maoz *et al.*, 2014), já que simulações hidrodinâmicas para ambos cenários reproduzem evidências observacionais da curva de luz e do espectro das SNe Ia (Zoghbi *et al.*, 2017). Portanto, é difícil distinguir entre eles. A questão sobre se a explosão de uma anã branca ocorre quando esta atinge a  $M_{Ch}$  ou antes disso, independente se a explosão tem origem de sistemas com uma anã branca ou de fusão violenta de duas anãs brancas permanece em aberto.

É pertinente enfatizar que o processo de SN Ia gera diversos elementos pesados

em diferentes quantidades durante seu processo de deflagração e/ou detonação e mesmo após a detonação por decaimento radioativo. Os elementos produzidos são principalmente os chamados *Fe-peak*, em particular, Ni e Fe. Por isso, é de suma importância que essa produção de elementos seja descrita pelos modelos dos mecanismos de explosão. Estes elementos pesados são injetados no meio interestelar e devido a diferentes mecanismos de transporte, ao menos parte desses metais são transferidos para o ICM.

### 2.1.2 Supernovas de colapso do núcleo

As estrelas são responsáveis por produzir a maior parte dos elementos pesados no Universo. Durante sua vida, um conjunto de reações nucleares produz elementos mais pesados que hidrogênio por fusão nuclear. Na parte interna, a pressão de radiação vinda desta fusão libera energia que é contrabalanceada, na maior parte da vida de uma estrela, com a pressão exercida pela força gravitacional das camadas externas. Contudo, quando o combustível (fração de elementos mais leves) para a fusão começa a terminar, a pressão de radiação diminui, aumentando a densidade e por sua vez, a temperatura e pressão interna no interior da estrela. Nesse ponto, a estrela adquire certos valores de temperatura e densidade capazes de promover a fusão de elementos mais pesados no centro da estrela. Esse processo anterior para estrelas massivas ocorre até o núcleo da estrela ser formado por Ni e Fe.

Se uma estrela evolui de forma que não adquira massa de uma companheira ou de alguma outra forma, sua evolução e produção de elementos depende basicamente da sua massa inicial <sup>5</sup>. Por esse motivo, estrelas massivas isoladas ( $M \geq 8 M_{\odot}$ ) são capazes de produzir elementos cada vez mais pesados, até que seu núcleo seja composto por Ni e Fe, onde o Ni é produzido pela fusão de Si e o Fe pelo decaimento <sup>56</sup>Ni em <sup>56</sup>Fe (Nadyozhin, 1994), como dito na seção 2.1.1. A estrutura interna desta estrela é configurada em camadas de diferentes elementos químicos, temperaturas, densidades e pressões. Este modelo apresenta a estrutura interna da estrela em camadas concêntricas e esféricas, de forma que o núcleo seja composto de Fe e as camadas externas dos elementos mais leves, até a camada mais externa ser composta de hidrogênio. Este é um modelo de estrutura estelar conhecido como "estrutura de cebola" ou "camadas de cebola" (Burbidge *et al.*, 1957), como mostra a figura 2.2.

O processo de fusão ocorre apenas quando uma barreira de energia pode ser vencida. Esta energia é chamada de energia de ligação por núcleon <sup>6</sup>. No interior da

<sup>5</sup>Além da massa inicial e sistemas binários, há outros fatores importantes para a evolução estelar, como metalicidade e rotação da estrela.

<sup>6</sup>designação feita a um próton ou um nêutron

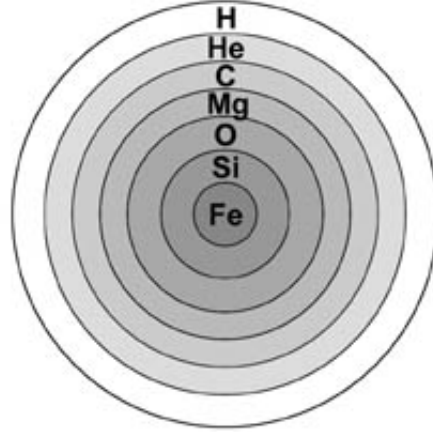


Figura 2.2: Estrutura interna de uma estrela massiva e também progenitoras das SNecc. Cortesia: Nasa (Lochner *et al.*, 2005).

estrela, temos, por exemplo, dois núcleos de H. Para eles se fundirem precisam vencer a força de repulsão coulombiana até que a força forte, que atua em regimes de curtas distâncias, possa agir de maneira preponderante e ganhar a força coulombiana. Assim, é necessário uma densidade e temperatura específica para que isto ocorra, conforme verifica-se em processos de fusão em interiores estelares. O elemento  $^{56}\text{Fe}$  detém a maior energia de ligação por núcleon dentre os elementos produzidos no interior estelar <sup>7</sup>. Por essa razão, elementos mais pesados que Fe não são produzidos por fusão nuclear, onde o processo de reação é exotérmico. Desta forma, mesmo que haja aumento da densidade neste núcleo, a energia de ligação por núcleon é alta o suficiente para que seus núcleos se mantenham estáveis.

Quando a densidade é bastante alta ( $\rho \simeq 2$  a  $4 \times 10^9$  g/cm<sup>3</sup>), este torna-se um núcleo degenerado de elétrons. Nessa ocasião, a pressão interna é devido a pressão de degenerescência dos elétrons e não mais pela pressão por radiação através de fusão nuclear.

Uma vez que a produção por fusão de Fe cessa, a pressão interna diminui e a pressão gravitacional inicia o colapso do núcleo da estrela rapidamente. Neste momento, o núcleo atingiu um valor acima da  $M_{Ch}$  ( $\sim 1,5 M_{\odot}$ ), independente do valor da massa inicial da estrela, e a pressão de degenerescência dos elétrons não é o bastante para suportar a pressão externa.

À temperaturas e densidades altas ( $\rho \simeq 10^9$  g/cm<sup>3</sup>,  $T \simeq 10^8$  K) dois processos são significantes para a mudança do núcleo. Ao iniciar o processo de contração do

<sup>7</sup>Na verdade,  $^{62}\text{Ni}$  possui a maior energia de ligação, porém a diferença da energia de ligação média entre eles é ínfima e não tem efeitos na fusão de elementos na evolução estelar, como primeiramente apontado por Fewell em 1995 (Fewell, 1995) e no ano de 2017 por Harsha (Harsha, 2017).

núcleo decorre a fotodissociação <sup>8</sup>. A fotodissociação faz com que o núcleo perca energia térmica (absorvendo raios gama), e por conseguinte, diminua ainda mais a pressão interna. Outro processo favorecido é o decaimento  $\beta$  inverso, com essa densidade, os elétrons são comprimidos próximos aos núcleos de partículas alfas, formando nêutrons e emitindo neutrinos (Woosley e Janka, 2005).

Ambos processos favorecem a contração do núcleo, seja por perda de energia por neutrinos, diminuição de elétrons (aumento de nêutrons), principal fonte da pressão de degenerescência. Com o colapso acelerado por esses fatores, a velocidade de colapso é capaz de atingir a ordem de um quarto da velocidade da luz e o núcleo rapidamente enrijece quando atinge mais altas densidades ( $\rho \sim 10^{14}$  g/cm<sup>3</sup>). Agora a estrela é rica em nêutrons e a pressão de degenerescência de nêutrons impede o total colapso. Dado que esta interrupção repentina do colapso do núcleo interno ricocheteia a camada externa que está "caindo" em direção a região interna, e é criada uma onda de choque que se propaga radialmente para fora. Supostamente, esta onda de choque causaria a explosão de SNe deste tipo, conforme a onda percorresse as camadas externas, sua velocidade de propagação aumentaria e ejetaria as camadas externas ao núcleo (Baron *et al.*, 1985; Colgate e Johnson, 1960).

Contrariamente, sabe-se que esta onda perde energia enquanto se propaga tanto em direção ao núcleo quanto em direção para fora do núcleo. A perda de energia em direção ao núcleo ocorre por dois fatores: absorção de energia ao criar mais nêutrons por fotodissociação e pela emissão de neutrinos emitidos que tendem a deixar o núcleo da estrela. Essa estrela é muitas vezes chamada de proto estrela de nêutrons ou *proto-neutron star*. A onda de choque também perde energia quando se propaga para fora do núcleo e parte da camada externa começa a ser acretada na taxa de alguns décimos de massa solar por segundo, como proposto primeiramente por Bethe e Wilson (1985).

Ao passo que mais núcleos são dissociados, combinados com os elétrons livres, uma quantidade realmente abundante de neutrinos é emitida. A proto estrela de nêutrons é agora sustentada pela pressão de degenerescência de nêutrons. De fato, essa emissão de neutrinos é o fator chave na produção de uma supernova com um remanescente de estrela de nêutrons, com raios típicos de 10 km e massas da ordem da massa solar. Primeiramente proposto por Colgate e White (1966), os neutrinos oferecem energia para a onda de choque ao se propagar para fora (Colgate e White, 1966), originando no evento de supernova.

Todos esses processos descritos resumem brevemente a atual conjuntura do evento de SNecc. O mecanismo de explosão de neutrinos mecanismo é estimado

---

<sup>8</sup>em que os raios gamas decompõem os átomos de Fe em partículas de núcleo de He e nêutrons livres, de acordo com a reação  $\gamma + {}^{56}\text{Fe} \leftrightarrow 13\alpha + 4n$

como o mais promissor dentre os diversos mecanismos propostos e tem sido amplamente estudado (Burrows, 2013; Couch, 2017; Janka *et al.*, 2016; Smartt, 2009; Woosley e Janka, 2005). Acredita-se que os neutrinos são as melhores fontes diretamente observáveis para o entendimento da dinâmica interna tanto das estrelas de nêutrons quanto para explosão de SNecc e talvez, esse seja um dos seus melhores atributos para o apoio a esse mecanismo.

Em suma, podemos tomar por certo que a energia liberada da explosão de SNecc é oriunda da energia de ligação liberada durante o colapso do núcleo de uma estrela massiva para formar uma estrela de nêutrons. Embora isso já seja sugerido há mais de 80 anos (Baade e Zwicky, 1934) os mecanismos de explosão e de transporte de energia, ainda não são completamente entendidos.

Da mesma forma que foi discutido anteriormente, queremos um mecanismo físico que justifique a energia observada nos fenômenos de SNe. Recapitulando, temos o seguinte cenário energético para SNe Ia. A energia de ligação nuclear liberada por uma anã branca de núcleo de C e O por queima termonuclear até Ni é aproximadamente de  $10^{51}$  ergs, enquanto a energia de ligação gravitacional de um anã branca altamente degenerada é da ordem de  $-3 \times 10^{50}$  ergs (Woosley, 2016). Logo, por conservação de energia, a soma destas energias devem ser igual a energia cinética da explosão prevista para essa supernova.

Portanto, esperamos que, seja qual for o mecanismo que realmente gere uma SNecc, seja da ordem da energia de ligação gravitacional de um núcleo de Fe instável, que não se conhece muito bem as condições iniciais. Imaginando que esse núcleo seja, grosseiramente, semelhante à estrela progenitora anã branca, devido sua degenerescência e sua massa, como primeira aproximação, podemos esperar que a energia do mecanismo seja da ordem de  $1 - 15 \times 10^{50}$  ergs (Janka, 2012). Partindo da mesma lógica, a energia do mecanismo de explosão de SNecc deve ser da mesma ordem de magnitude mas um pouco maior que este último valor. SNecc possuem uma gama de faixa de energia cinética das explosões, variando de  $10^{50-51}$  ergs.

Existem fenômenos conhecidos como Hipernovas (HNe) que possuem uma energia de explosão da ordem de  $3 - 5 \times 10^{52}$  ergs (Nomoto *et al.*, 2006), acredita-se que este evento ocorra a partir de explosões de núcleo de estrelas progenitoras super massivas ( $\geq 20 M_{\odot}$ ). Esta é uma classe de Supernova muito energética, provavelmente tendo como remanescente um buraco negro. Possivelmente, estas estrelas progenitoras são estrelas de população III, a composição destas é basicamente de H e He (Nomoto *et al.*, 2006). Hipoteticamente, estas estrelas são as primeiras estrelas do Universo e, conseqüentemente, possuiriam metalicidade nula. Segundo Nomoto *et al.* (2006), HNe podem ter tido um papel relevante com a contribuição de elementos pesados no período inicial galáctico. Em vista disso, esse tipo de Supernova

também é relevante para o nosso trabalho.

Daqui em diante utilizarei a classificação física para SNe do tipo II, Ib e Ic me referindo como Supernovas de colapso do núcleo (SNecc), como mostra a figura 2.1.

É profusamente aceito que as estrelas progenitoras de Supernovas de colapso do núcleo são estrelas massivas jovens e deste modo, as galáxias hospedeiras deveriam ser galáxias do tipo tardio ou *late-type* (galáxias espirais ou galáxias irregulares), ambas com taxa de formação estelar significativa. Hakobyan et al. 2008 observou que algumas SNecc ocorreram em galáxias pensadas ser do tipo inicial jovem ou *early-type* (galáxias elípticas ou galáxias S0) (Hakobyan et al., 2008). No entanto, em sua maioria, há dúvidas sobre a precisão de classificação em relação aos tipos morfológicos destas galáxias (Hakobyan et al., 2008).

É presumido que SNecc ocorrem com mais frequência do que SN Ia, tendo em vista que os progenitores de SNecc são estrelas massivas e desta maneira, sua evolução ocorre mais rapidamente. Eldridge et al. (2013) fizeram um levantamento das observações registradas como fenômenos de SNe entre 1998-2012.25 ( $\sim 14$  anos), encontrando que 69.8% da amostra eram SNecc. Similarmente, Smartt et al. (2009) com uma amostra de volume limitado em um período entre 1998-2008 ( $\sim 10$  anos) constatou que 66.5 % da amostra são SNecc. Dentre as subclasses de SNecc, a mais comum são as do tipo IIP, verificada por ambos os artigos. Isso revela que SNecc ocorrem com mais frequência que SNe Ia, compatível com o cálculo da taxa de ocorrência de supernovas segundo Cappellaro et al. (1993), onde esta taxa é proporcional à quantidade de luz na banda B, geralmente emitida em maior quantidades por estrelas jovens massivas (Cappellaro et al., 1993).

A procura por progenitores de SNecc por imagens de satélites espaciais e terrestres alavancaram na década dos anos 90, com o acesso público das observações do telescópio Hubble e com grupos menores foi possível obter imagens com boa resolução espacial de pré explosões de SNe (Smartt, 2009). A comunidade científica começou a ampliar a busca por progenitores também em altas energias com os satélites Chandra e Spitzer (Nelemans et al., 2008; Prieto et al., 2008). A primeira estrela progenitora confirmada de explosão de SNecc foi uma estrela supergigante vermelha<sup>9</sup> de massa inicial ou *zero age main sequence*<sup>10</sup> de  $\approx 8-9 M_{\odot}$  (Smartt et al., 2004; Van Dyk et al., 2003) para SN do tipo II Plateau. Para SNe Ibc, há casos em que os progenitores plausíveis são estrelas *Wolf-Rayet*, estrelas massivas que perderam seu envelope de hidrogênio. Além desses progenitores, há possibilidade de ser uma estrela massiva luminosa rica em H e He com variabilidade alta da tempera-

---

<sup>9</sup>Mais detalhes em Basílio Santiago (2004).

<sup>10</sup>É um estágio da evolução em que a estrela entra na sequência principal no diagrama Hertzsprung-Russell (diagrama HR), ou seja, inicia sua queima de H. Para mais detalhes ver Oliveira Filho e Saraiva (2013b).

tura em sua fotosfera, ou ainda de ser uma estrela massiva do ramo assintótico das gigantes (Eldridge, 2008; Smartt, 2009). Essa variabilidade de estrelas progenitoras intui que ainda é necessário uma melhor compreensão sobre os progenitores. Uma vez que isto é fundamental para a clareza dos fenômenos de Supernovas de colapso do núcleo.

As Supernovas de colapso do núcleo são importantes para a evolução química do Universo, assim como as SNe Ia. As HNe, por exemplo, desempenham um papel importante para o enriquecimento precoce da nossa galáxia, ou de AGs e GGs, podendo oferecer vestígios de como ocorreu a formação da Via Láctea. Além disso, elas são particularmente importantes para controlar a taxa de formação estelar em galáxias de baixa massa, já que o *feedback* dessas SNe podem extrair completamente a quantidade de hidrogênio neutro e/ou esquentar o meio interestelar. Essas explosões neste tipo de galáxias também altera toda a evolução desta, já que a metalicidade e o gás são fatores importantes para restringir a evolução de uma galáxia. Adicionalmente as SNe Ia são um dos pilares da cosmologia atual, dado seu uso como velas-padrão, o que confirmou o  $\Lambda$ CDM resultando no prêmio Nobel em 2011 para 3 astrônomos <sup>11</sup>.

É importante frisar a explosão de SNe ejeta elementos pesados tanto os que foram gerados pelas suas progenitoras quanto os produzidos durante a explosão. O fenômeno de SN enriquece o ISM com elementos pesados. Para SNecc produzem numerosas quantidades de O, Ne, Mg, Si, S, Ar e Ca, principalmente dos três primeiros, ver figura 2.3. Visto que os processos de transporte de matéria transferem parte desses elementos para o ICM, as medições de abundâncias elementares do ICM são resquício das explosões de SNe. Essa produção de elementos deve ser descrita pelos modelos dos mecanismos de explosão. Desse modo, tais medições podem ser utilizadas como ferramenta para impor restrições nos modelos propostos de SNe e esclarecer a origem dos progenitores e mecanismos de explosões envolvidos no evento.

## 2.2 Produções estelares (yields)

As produções estelares ou *stellar yields* são as quantidades de elementos preexistentes e recentemente sintetizados, ejetados após o evento de SN no meio interestelar. Os elementos produzidos por fusão nuclear ao longo da evolução da estrela progenitora são chamados elementos pré-existentes (já que existiam antes da ejeção no ISM). Durante e após o fenômeno de SN, ainda há produção de elementos e estes são

---

<sup>11</sup>Disponível em: [https://www.nobelprize.org/nobel\\_prizes/physics/laureates/2011/press.html](https://www.nobelprize.org/nobel_prizes/physics/laureates/2011/press.html).

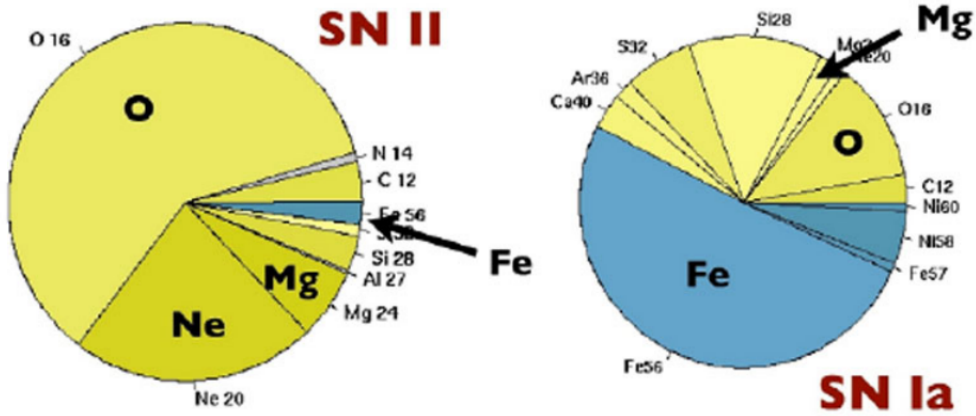


Figura 2.3: *Yields* para SN Ia e SN II. Cortesia: Russell Smith (Peletier, 2013).

chamados de elementos recém formados.

Geralmente, os *yields* são calculados em termos da quantidade de um elemento em relação ao hidrogênio. Com isso, a metalicidade de uma estrela para um elemento X é dada por:

$$[X/H] \equiv \log \left[ \frac{n(X)}{n(H)} \right]_* - \log \left[ \frac{n(X)}{n(H)} \right]_{\odot}, \quad (2.1)$$

onde o termo \* designa o logaritmo da razão entre as abundâncias do elemento X e do H, ou seja, a densidade numérica  $n(X)$  e  $n(H)$  (número de átomos por unidade de volume referente a estrela), respectivamente, comparado ao valor solar (Schneider, 2007). Isso pode ser estendido para metalicidade de um elemento X por um elemento Y.

Os *yields* representam um constituinte essencial para a evolução química de uma galáxia e podem ser calculados através da evolução estelar e da nucleossíntese envolvida nos mecanismos de explosões de SNe.

Enquanto SNecc produzem numerosas quantidades de O, Ne, Mg, Si, S, Ar e Ca, conhecidos como elementos alfa, sendo produzidos principalmente os três primeiros, SNe Ia produzem grandes quantidades de Fe e Ni, mas pouca quantidade de elementos alfa, como mostra a figura 2.3.

Tendo em vista que os modelos de explosões de SNe possuem o intuito de selecionar entre os diferentes tipos de mecanismos dessas explosões e os seus respectivos *yields*, as medidas de abundâncias do MIA são importantes para discriminar entre esses modelos. Nessa dissertação, utilizamos as razões desses *yields* para discriminar



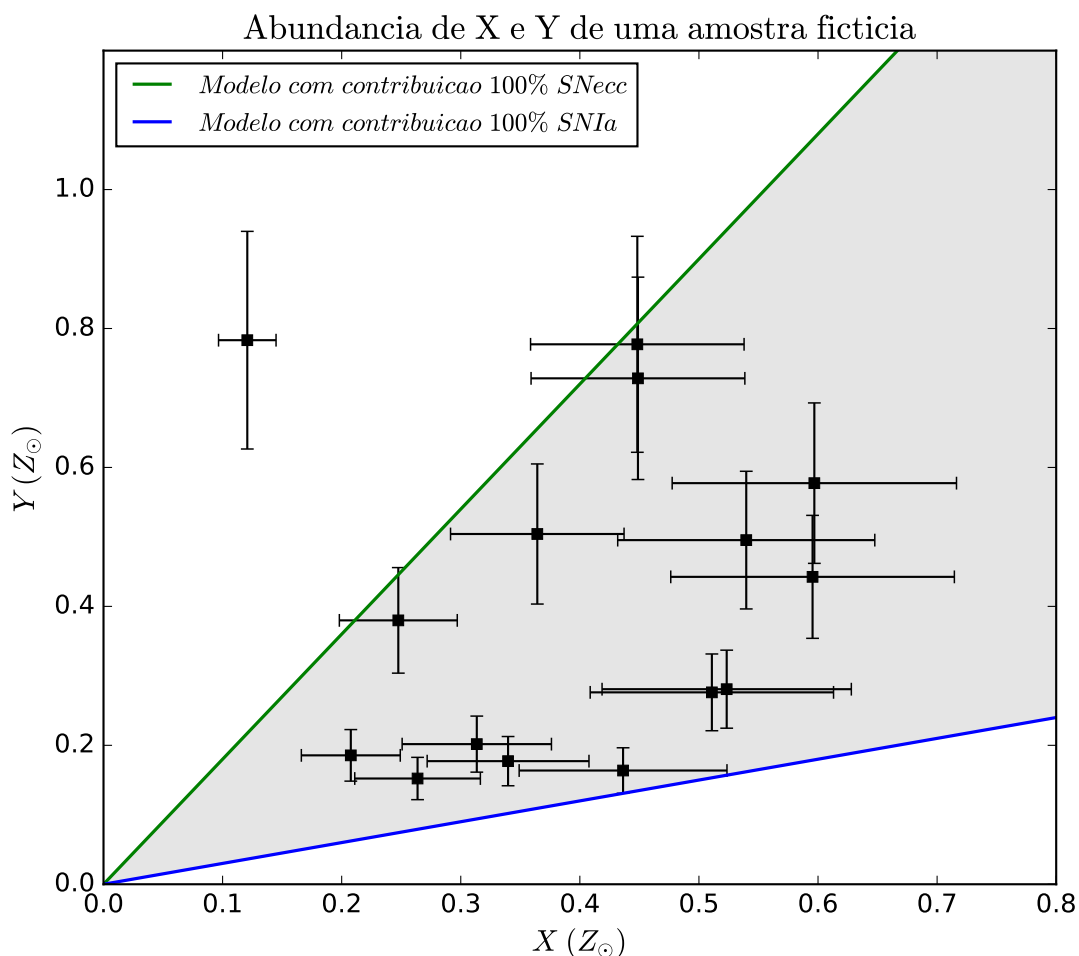


Figura 2.4: *Exemplo de um espaço de variabilidade preenchido por uma amostra fictícia de AGs e GGs. As semi-retas verde e azul representam os modelos teóricos também fictícios com um yield previsto correspondente para SNecc e SNe Ia, respectivamente. A região cinza entres os modelos (RTV) delimita a região de valores de abundâncias dos modelos que são consistentes com as observações em raios-X.*

dentre os modelos teóricos de explosões para cada um dos tipos de SNe.

Embora as abundâncias no MIA proporcionem quantidades globais de abundâncias para cada elemento, as razões dessas abundâncias fornecem uma melhor análise dos modelos teóricos de explosão para cada Supernova. Isso acontece porque diferentes mecanismos de explosões são alimentados por distintos tipos de SNe e diferentes tipos de SNe ejetam materiais com diferentes proporções elementares. Por isso, os diferentes mecanismos de explosões podem ser diferenciados quando usamos razões de abundâncias do ICM (Dupke e White, 2002).

Para investigar tais modelos teóricos, geramos um "espaço de variabilidade" (De Moura Estevão, 2010). O objetivo deste espaço de variabilidade é preencher as abundâncias obtidas observacionalmente e os *yields* previstos por todos os modelos teóricos encontrados na literatura, a fim de discriminar quais modelos são compatíveis com as observações. O espaço de variabilidade é um gráfico em duas dimensões, cujos eixos X e Y são representados por abundâncias numéricas de dois elementos distintos entre si. Neste gráfico, os pontos representam os valores de abundâncias do elemento em questão medida dos AGs e GGs da amostra na faixa de raios-X. Para isso, podemos definir uma região no gráfico que abarque todos esses pontos, chamada Região Observacional de Variabilidade (ROV). Neste mesmo gráfico, ainda temos a representação dos *yields* previstos dos modelos teóricos das SNe por semi-retas. Estas semi-retas são traçadas a partir do par coordenado (0,0) em que o coeficiente angular é o *yields* previstos de cada um dos modelos teóricos. Esse tipo de gráfico mostra as tendências de cada um dos tipos de SNe através da razão de abundâncias entre dois elementos.

Na figura 2.4 está representado um exemplo desse espaço de variabilidade, em que os pontos representam os AGs e GGs de uma amostra fictícia gerada aleatoriamente a partir de uma distribuição uniforme de 0.1 a 0.9 utilizando o *Python* v2.7.13. As semi-retas verde e azul representam modelos teóricos fictícios com 100% de contaminação de SNecc e SNe Ia, respectivamente.

Estes modelos teóricos são semi-retas cujos coeficientes angulares correspondem aos valores de *yields* previstos. Note que, portanto, cada modelo fornece um *yield* que representa o valor de abundância de um determinado elemento. Supondo que todo o enriquecimento químico em aglomerados seja produzido por somente dois tipos de SNe, é esperado que os valores das razões de abundâncias em aglomerados forneçam a contaminação fracionária por ejecta de SNe Ia e SNecc. Em função disso, a região delimitada pelos modelos teóricos de SNecc e SNe Ia, a região cinza, é denominada como Região Teórica de Variabilidade (RTV). Esta região abarca toda uma coleção de possíveis valores de razões de abundâncias previstos pelos modelos teóricos.

Ainda na figura 2.4, temos 15 valores de abundância da nossa amostra fictícia que devem pertencer à RTV, se estes fossem bem representados pelos modelos em questão. No entanto, uma das razões de abundâncias está fora da RTV. Dado que esses modelos tem o objetivo de reproduzir os *yields* e mecanismos de explosões, a RTV deve conter todas as razões de abundâncias observadas. Caso contrário, devemos procurar outros modelos alternativos que prevejam melhor os *yields* para as SNe. Dessa forma, usamos as razões desses *yields* para discriminar dentre os modelos teóricos na literatura para cada um dos tipos de SNe, e determinar quais

modelos são mais consistentes com as observações em raios-X.

## 2.3 Modelos selecionados com *yields* previstos para SNe Ia e SNecc

As razões de abundâncias dos modelos são características particulares dos mecanismos de explosão e das estrelas progenitoras das SNe. Nesta seção, apresentamos os modelos teóricos com *yields* previstos na literatura. Após isso, tais *yields* são implementados em gráficos como o da Figura 2.4 para definir a RTV e distinguir entre os modelos que melhor descrevem as observações em raios-X.

### 2.3.1 Breve estado da arte

Os modelos teóricos para explicar as explosões de SNe são simulações numéricas que visam caracterizar os processos físicos desde a estrutura da estrela progenitora até o estágio que observamos a remanescente de SNe.

Nos anos 60, os primeiros modelos foram propostos para explicar explosões de SNe Ia, em que a ignição de carbono se dá por detonação (Arnett, 1969; Hansen e Wheeler, 1969), porém para estrelas progenitoras distintas. Tais estrelas progenitoras teriam massa entre  $4 - 9 M_{\odot}$  (Arnett, 1969) ou seriam estrelas anãs brancas com massa próxima  $M_{Ch}$  (Hansen e Wheeler, 1969). Contudo, estes modelos não produziam elementos de massa intermediária: O, Mg, Si, S, Ca que são observados em espectros de SNe Ia (Nomoto *et al.*, 1984). Por outro lado, quando a ignição se dá por deflagração (Nomoto *et al.*, 1976), as quantidades destes elementos eram demasiada e a massa de  $^{56}\text{Ni}$  frequentemente  $\lesssim 0.4 M_{\odot}$  (Blondin *et al.*, 2013). A partir dos anos 90, uma combinação começou a se considerada para a ignição, conhecida como detonação retardada ou *delayed-detonation*, em que o transporte de energia ocorre por deflagração e ao atingir uma densidade de transição, leva a uma propagação por detonação. Esse tipo de modelo está de acordo com observações de SNe Ia em 1-2 & 3-D e com seus materiais remanescentes, apesar dos avanços com simulações tridimensionais a causa desta transição de densidade ainda é incerta (Blondin *et al.*, 2013).

No cenário de SNecc, os modelos unidimensionais (1-D) apresentam simetria esférica, de modo que não há discussão nesse âmbito de simetrias, seu principal foco era descrever com precisão o efeito recíproco entre as interações nucleares e fraca e a transferência radiativa de neutrinos. Assim, o cenário inicial propunha que a explosão acontecia através da explosão termonuclear no núcleo da estrela massiva,

baseados em trabalhos da época como Burbidge *et al.* (1957). No entanto, a energia não era suficiente para começar a explosão. O estado geral atual das simulações em 1-D frisa a importância da energia de neutrino para a dinâmica, porém falha já que o aquecimento devido aos neutrinos não é suficiente para iniciar a explosão de SNecc. Esta última acarretou no abandono da hipótese da energia de explosão ter origem da emissão dos neutrinos, primeiramente proposto por Colgate e White (1966). Após isso, vários modelos alternativos surgiram. Um deles foi o modelo *magnetorotacional* (ver seção 2.1.2), porém é sabido que as estrelas progenitoras não rodam tão rápido como indica o modelo. Apenas nos anos 80 (Bethe e Wilson, 1985), a emissão de neutrino foi reconsiderada como mecanismo de aquecimento de neutrinos retardado ou *delayed neutrino heating mechanism* (ver seção 2.1.2). Tal mecanismo se consagrou e desde então, vem sendo aprimorado por simulações multidimensionais. Enquanto as simulações bidimensionais foram importantes para indicar as instabilidades não esféricas, mostrando zonas convectivas, as simulações tridimensionais são de alto desempenho e vem mostrando cada vez mais detalhes Couch (2017); Liebendoerfer (2006).

### 2.3.2 Modelos com *yields*

Neste seção, a maior parte das tabelas apresenta as massas produzidas (*yields*) por um cada dos modelos, sejam estes para SNe Ia ou SNe II. A partir dessas tabelas, é possível calcular a abundância elementar prevista por cada modelo e assim, comparar com as abundâncias elementares observadas em AGs e GGs observados em raios-X pelo satélite *Suzaku*, através de um espaço de variabilidade.

Todas as tabelas que apresentam a massa previstas pelos modelos, com exceção da tabela 2.7, assumindo que houve tempo suficiente para o decaimento completo de todos isótopos instáveis.

### 2.3.3 Características dos modelos de SNe Ia

Os modelos teóricos de SNe Ia apresentam diferenças entre si basicamente pelos mecanismos de explosão (velocidade de propagação), densidade e temperatura no centro da estrela progenitora, fração de massa inicial dos elementos antes da explosão (composição da estrela progenitora) e o local em que a detonação inicia.

O modelo W7 é considerado um modelo básico para descrever a explosão de SNe Ia (Nomoto *et al.*, 1984; Thielemann *et al.*, 1986), em que a estrela progenitora é uma anã branca acreando massa a uma taxa de  $\dot{M} = 4 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ anos}^{-1}$ . O

modelo se caracteriza por ter sua ignição relativamente rápida através de uma deflagração subsônica na região central da progenitora, com massa inicial de  $1 M_{\odot}$ . Suas principais características englobam ter uma temperatura inicial e uma densidade no momento da ignição de  $\rho_c \sim 2.12 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$  e  $T_c \sim 1.0 \times 10^7 \text{ K}$ , respectivamente. Além disso, o modelo assume uma composição de fração de massa inicial, que é a massa do isótopo dividido pela massa da estrela progenitora, dado por ( $X(^{12}\text{C}) = 0.475$ ;  $X(^{16}\text{O}) = 0.5$ ;  $X(^{22}\text{Ne}) = 0.025$ ). Quando a ignição inicia, a labareda (flame) transfere energia a uma velocidade de propagação subsônica ( $\sim 8 - 30\% v_{\text{som}}$ ), o que inicia o processo de explosão da SNe Ia.

Outro modelo com diferente fração de massa inicial dos elementos C, O e Ne ( $X(^{12}\text{C}) = 0.5$ ;  $X(^{16}\text{O}) = 0.5$ ;  $X(^{22}\text{Ne}) = 0.0$ ) é o modelo W70, este é basicamente uma atualização do modelo W7. Para uma fração de massa inicial para o Ne nula, os autores esclarecem que o intuito é garantir que o Ne produzido seja apenas por reações nucleares através do ciclo CNO, para que a abundância de Ne seja devido apenas à essas reações.

Além do cenário de propagação subsônica, existem modelos baseados em detonação retardada ou *delayed detonation*, usualmente chamados por WDDs. Estes modelos são artificialmente transformados de um regime subsônico para um supersônico a partir de uma densidade de transição ( $\rho_T$ ). Os três cenários analisados nessa dissertação são o WDD1, WDD2 e WDD3, que possuem  $\rho_T$  distintos entre si. Inicialmente a propagação ocorre por deflagração lenta <sup>12</sup> ou *slow deflagration* (WS15), com velocidade da propagação  $\sim 1.5\% v_{\text{som}}$ , quando a densidade  $\rho_T$  da frente de propagação da labareda diminui para  $1.7 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$  (DD1),  $2.2 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$  (DD2) e  $3.0 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$  (DD3) a propagação atinge uma velocidade supersônica. Por fim, os modelos  $WDD1 = WS15 + DD1$ ,  $WDD2 = WS15 + DD2$  e  $WDD3 = WS15 + DD3$ , que são sequência dos modelos de deflagração lenta (WS15) e detonação retardada (DDs). Para o nosso estudo, utilizamos a nucleossíntese calculada por esses modelos (W7, W70 e WDDs) do trabalho Nomoto *et al.* (1997). Na tabela 2.2 está apresentada as massas previstas por esses modelos para cada isótopo estável.

A Tabela 2.1 mostra as principais características para diversos modelos de explosão de SNe Ia.

Os modelos chamados CDDs propostos por Iwamoto *et al.* (2000), são similares ao WDDs. Os modelos CDDs também compõem o cenário de modelos de detonação retardada e diferem dos modelos WDDs por sua densidade na região central da pro-

<sup>12</sup>Os modelos de deflagração lenta podem assumir velocidades de propagação de  $\sim 1.5 - 3\% v_{\text{som}}$ . Os modelos WS15, WS30 e CS15 são exemplos desse modo de explosão. A denotação 15, 30 corresponde a propagação de  $\sim 1.5, 3.0\% v_{\text{som}}$  e assim em diante.

genitora no momento da ignição de carbono. De forma semelhante aos WDDs, os modelos CDDs são compostos por uma deflagração lenta (CS15) seguida de uma detonação retardada (DDs). Deste modo, os modelos CDD1 ou CDD2 são compostos por CS15 + (DD1 ou DD2), respectivamente.

Conforme os WDDs possuem uma densidade central no momento da ignição de carbono de  $2.12 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$ , os CDDs possuem  $1.37 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$ . Dito de outra maneira, o modelo CS15 é caracterizado por ter uma velocidade de propagação da labareda lenta da mesma forma que WS15, com a mesma velocidade. No entanto, a ignição de carbono inicia quando a densidade central atinge um valor de  $1.37 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$ .

Apesar da pequena diferença entre os modelos CDDs e WDDs, eles produzem diferentes massas (yields) para os elementos e por isso, ambos são interessantes para ampliar nossa busca pelo(s) modelo(s) mais consistente(s) com as observações em raios-X. A tabela 2.4 exprime a massa sintetizada dos elementos químicos de interesse por esses modelos teóricos descritos acima.

Além dos modelos unidimensionais citados acima, analisamos modelos multidimensionais (2-D e 3-D) propostos por Travaglio *et al.* (2004) e apresentados na Tabela 2.5. Tais modelos visam aumentar a capacidade de descrição da dinâmica das interações do evento de SN utilizando simulações em bidimensionais (2-D) e tridimensionais (3-D). Neste trabalho é implementado o formalismo de Euler para partículas traçadoras para o cálculo da hidrodinâmica multidimensional. O método euleriano envolve representações numéricas da equação de fluidos incompressíveis, cuja representação é feita em retângulos inscritos em um retângulo maior fixo no espaço chamado como *grid*<sup>13</sup> ou grade. Os autores usaram o índice sobrescrito (c), como os resultados da nucleossíntese começando apenas quando a temperatura atingiu 90% do pico ( $T_{\text{pico}} \sim 8.5 \times 10^9 \text{ K}$ ). Repare que as diferenças nos yields totais entre *c3\_2d\_256* e *c3\_2d\_256\** são muito pequenas. O símbolo (\*) do modelo *c3\_2d\_256\** é atribuído com o mesmo significado do índice sobrescrito (c), como dito anteriormente. Os autores Travaglio *et al.* (2004) explicam que isto é devido ao fato de que a quantidade de marcadores afetados por esta imprecisão é uma pequena fração do total. A estrela progenitora é simulada com 10000 (2-D) ou  $\sim 2000$  (3-D) partículas traçadoras de massa entre  $10^{-3}$  e  $10^{-4} M_{\odot}$ . Além disso, as massas sintetizadas de Fe produzidas pelos modelos *c3\_2d\_512*, *c3\_3d\_256*, *c3\_3d\_256\**, *b5\_3d\_256* e *b30\_3d\_768* são de  $0.32M_{\odot}$ ,  $0.41M_{\odot}$ ,  $0.41M_{\odot}$ ,  $0.40M_{\odot}$  e  $0.53M_{\odot}$ , respectivamente.

Os modelos propostos por Travaglio *et al.* (2004) são *c3\_2d\_512*, *c3\_3d\_256*, *b5\_3d\_256* e *b30\_3d\_768*. As frações de massa inicial destes modelos são as mesmas do modelo W7. Outra característica fundamental que esses modelos possuem é o local

---

<sup>13</sup>É basicamente o domínio computacional da simulação.

da ignição de carbono. Até o momento, só mencionamos os modelos considerados com ignição central. No entanto, os modelos designados por 'c' e 'b' são modelos com condições de ignição diferentes. Nesses casos, a ignição pode ser central (c) ou a ignição pode acontecer em vários pontos no interior da estrela e não necessariamente no centro desta, por bolhas de turbulência (b), formadas por processos convectivos. Para este último tipo de ignição, foi simulada a quantidade inicial de bolhas formadas, designados por b5 ou b30. Os últimos números que compõem o nome dos modelos refletem o tamanho da resolução da simulação, dados por 256, 512 ou 768 pixels. Por fim, o termo 2d e 3d representam se a simulação é bi ou tridimensional. Na Tabela 2.5 estão representadas as massas sintetizadas pelos modelos citados em unidades solares dos elementos químicos de interesse.

No cenário DD apresentado por Papish e Perets (2016), uma variedade de duas anãs brancas de carbono e oxigênio com massa menor que a  $M_{Ch}$ , podendo haver camadas de He (representado por 1C) ou não (representado por 1A), compõem um sistema binário que culmina na explosão da SNe Ia pela colisão direta destas. Para dois pares diferentes de progenitoras são calculados a massa sintetizada dos isótopos após a colisão entre as WDs. Para a condição de duas anãs brancas puras de carbono e oxigênio (modelo 1A) com massas de  $0.6 M_{\odot}$  e densidade central de  $3.4 \times 10^6 \text{ g.cm}^{-3}$ . No modelo 1C a configuração é similar ao 1A, porém as WDs além de possuírem um núcleo de carbono e oxigênio possuem também uma camada de He com massa de  $0.01 M_{\odot}$ .

Os modelos propostos por Woosley e Kasen (2011) preveem uma detonação dupla de uma anã branca com massa menor que a  $M_{Ch}$  por acreção de He, culminando na explosão total da progenitora. Dessa forma, ou a camada de He acretada inicia a detonação ao mesmo tempo que desencadeia uma detonação secundária no núcleo CO, ou o núcleo CO detona pela ignição de C antes que haja tempo da queima de He na superfície da estrela ocorra. Estes modelos estão apresentados na Tabela 2.7. Todos os modelos possuem uma composição inicial de  $X(^{12}\text{C}) = 0.495$ ;  $X(^{16}\text{O}) = 0.495$ ;  $X(^{22}\text{Ne}) = 0.01$ . Por fim, os modelos (9B, 9C, 9D, 10B, 10C, 10D, 10HC, 10HCD, 10HD, 11HD) são nomeados de acordo com as características da simulação. O primeiro número de cada modelo representa 10 vezes a massa considerada para a WD (por exemplo, a massa da WD do modelo 9B é de  $0.9 M_{\odot}$ ). Os modelos que contém a letra "H" (por exemplo, o modelo 10HC), indicam que a luminosidade inicial da WD é igual à luminosidade solar ( $L_{\odot}$ ). Caso contrário, a luminosidade inicial considerada foi de  $0.01 L_{\odot}$ . Os modelos que possuem letras "B", "C", "CD" ou "D" são relacionados à taxa de acreção. Para os modelos 9B, 9C, 9D, 10B, 10C, 10D, 10HC, 10HCD, 10HD e 11H, as taxas de acreção em massas solares por ano, em unidades de  $10^{-8}$ , são de 4.0, 3.5, 3.0 para  $M_{WD} = 0.9 M_{\odot}$ ; 5.0, 4.0, 3.0, 4.0,

3.5, 3.0 para  $M_{WD} = 1.0 M_{\odot}$  e 4.0 para  $M_{WD} = 1.1 M_{\odot}$ , respectivamente.

Além dessas considerações, os autores disponibilizaram tabelas do parâmetro "fator de produção" ou *production factor*. Este fator é definido para os modelos considerados como a divisão entre a fração de massa sintetizada do isótopo (massa do isótopo dividida pela massa da estrela progenitora) e a fração de massa solar desse mesmo isótopo (massa do isótopo no Sol dividido pela massa solar) calculada por Lodders (2003). A fim de reaver o valor da massa sintetizada em massas solares, é necessário fazer uma conversão a partir desta tabela. Através da definição feita pelos autores, a massa sintetizada pelo isótopo  $i$  ( $M_i$ ) pode ser resgatada pela expressão

$$M_i = pf \times M_{WD} \times \chi_{\odot}, \quad (2.2)$$

onde  $pf$  é o fator de produção dado no artigo Woosley e Kasen (2011) e adaptada na Tabela 2.7,  $M_{WD}$  é a massa da anã branca considerada para um dado modelo em  $M_{\odot}$ ;  $\chi_{\odot}$  é a fração de massa solar calculada pelos resultados de Lodders (2003).

A partir do momento em que a massa é calculada para cada isótopo pela eq. 2.2, podemos prosseguir com os mesmos passos para o cálculo dos *yields* (ver seção 2.2).

A Tabela 2.1 foi construída com o objetivo de tornar as características dos modelos mencionados de SNe Ia mais familiar para o leitor. No início, a tabela separada os modelos em que as estrelas progenitoras possuem massa próxima a  $M_{Ch}$  e abaixo dessa massa. Após isso, ainda há outra subclassificação dos modelos de massa próxima a  $M_{Ch}$ , distinguindo entre os modelos que possuem considerações diferentes de ignição de carbono, detonação central e por bolhas. Além disso, as colunas mostram os nomes dos modelos, a física, as propriedades principais e a estrela progenitora da explosão da SN, e por fim, as referências dos artigos que propuseram tais modelos.

De fato, selecionamos apenas modelos que fornecem a massa sintetizada das explosões. Sem a informação sobre a massa sintetizada não se pode testar o modelo. No entanto, nossa intenção foi abarcar a maior variedade de modelos possíveis para este estudo.

Assim, os modelos listados nesta seção devem findar os limites no espaço de variabilidade para a região preenchida pelas abundâncias medidas, como sugere a figura 2.4). Portanto, a partir da nossa amostra, podemos selecionar os melhores modelos teóricos de SNe Ia que representam as razões de abundâncias observadas em AGs e GGs.



### 2.3.4 Características dos modelos de SNe II

Nesta seção listamos os modelos teóricos de SNe II que possuem produções estelares previstas para um certo intervalo de massa. Além disso, as principais características apresentadas como temperatura, progenitores, entre outras.

Para o modelo teórico para SNe II proposto por Nomoto *et al.* (1997) foi calculada a média das massas produzidas por os elementos de interesse. A média da massa produzida por um elementos  $i$   $\langle M_i \rangle$  de estrelas progenitoras com massas entre  $m$  e  $m + \Delta m$  é calculada através da função de massa inicial (*Initial Mass Function* ou IMF) proposta por Salpeter (1955), de forma que

$$\langle M_i \rangle = \frac{\int_m^{m+\Delta m} M_i(m) m^{-2.35} dm}{\int_m^{m+\Delta m} m^{-2.35} dm}, \quad (2.3)$$

onde  $m_i$  é a massa da estrela para um determinado elemento  $i$ , em  $M_\odot$ ;  
 $m^{-2.35}$  é a IMF de Salpeter.

Na Tabela 2.3 está apresentada as massas produzidas pelos isótopos para estrelas com diversas massas solares (13, 15, 18, 20, 25, 40 e  $70M_\odot$ ), adaptada de Nomoto *et al.* (1997a). A partir desta tabela, utilizando a equação 2.3, é calculada a média das massas de estrelas entre 10 e  $50 M_\odot$ . Como mostra a Tabela 2.2, os valores  $m$  e  $m + \Delta m$  são 10 e  $50 M_\odot$ , respectivamente. Para as considerações feitas no artigo Nomoto *et al.* (1997), nesta Tabela está representada a média das massas de estrelas entre 10 e  $50 M_\odot$  para cada um dos isótopos estáveis, adaptada apenas com os elementos de interesse nesse estudo (mais detalhes ver Tsujimoto *et al.* (1995)).

Este modelo (Nomoto *et al.*, 1997a) é simulado de acordo com a nucleossíntese das taxas de reações nucleares provenientes de Caughlan e Fowler (1988). A energia cinética ( $E_c$ ) final é de  $1.0 \times 10^{51}$  ergs ou  $E_{51}$ , de modo que  $E_{51}$  designa o valor de energia em unidades de  $10^{51}$  ergs. A massa de  $^{56}\text{Ni}$ ,  $M(^{56}\text{Ni})$ , é delimitada por observações de curvas de luz de SNecc que esperam que este valor seja  $\sim 0.1M_\odot$ . Deste modo, é produzido  $0.15M_\odot$  para estrelas progenitoras de 13 – 15  $M_\odot$  e metade desse valor ( $\sim 0.075M_\odot$ ) para estrelas de 18 – 70  $M_\odot$ . A composição inicial considera uma fração de massa inicial de  $X(^4\text{He}) = 0.9879$ ;  $X(^{14}\text{N}) = 0.0121$ .

As Tabelas de 2.8 à 2.15 mostram as massas sinterizadas dos isótopos de interesse, adaptada de Nomoto *et al.* (2006). Estas tabelas fornecem essas massas a partir de simulações de SNe II e HNe (ver seção 2.1.2) para diferentes massas da progenitora. Tais explosões se distinguem entre si principalmente devido à energia liberada no momento da detonação da estrela massiva progenitora. Enquanto as tabelas de 2.8

à 2.11 apresentam as massas ejetadas por SNe II para diferentes massas das estrelas progenitoras, as tabelas de 2.12 à 2.15 denotam o mesmo para HNe.

Desde o início deste capítulo, procuramos distinguir entre diferentes tipos de SNe e seus respectivos processos de explosões. É importante ficar claro que, apesar dos modelos teóricos de SNe II representarem apenas um dos tipos de SNecc, ainda não há *yields* publicados de outra SNe pertencente a este grupo. Além disso, a RTV delimitada pelos modelos de SNe II abrange o ROV de forma satisfatória. Por essas razões, consideramos para fins práticos, que os modelos de SNe II representam bem a nucleossíntese produzidas por todos os subtipos de SNecc.

Os modelos de SNe II são um dos delimitadores da RTV, como mostra a figura 2.4. Estes modelos juntamente com os modelos de SNe Ia, delimitam a região. Assim sendo, o espaço de variabilidade possui as regiões RTV e ROV definidas para a análise dos modelos teóricos de ambas SNe (ver capítulo 4).

A espectroscopia em raios-X torna viável essa análise por detectar as linhas de emissão do ICM, em vista disso, é uma ferramenta poderosa na seleção dos modelos teóricos propostos na literatura.

Tabela 2.1: TABELA DAS PRINCIPAIS PROPRIEDADES DOS MODELOS DE SNE IA CONSIDERADOS NESTE TRABALHO.

Nome do modelo	Tipo de Detonação	Propriedades básicas	Cenário	Ref.
MODELOS COM MASSA PRÓXIMA A $M_{Ch}$				
<i>Modelos de detonação central</i>				
W7	Modelo de Deflagração pura e rápida de Carbono	Simulação hidrodinâmica unidimensional, com a frente de propag. da labareda com vel. subsônica ( $\sim 8 - 30\% v_{som}$ ). A fração de massa inicial dos elementos, em que $X(^{12}C) = 0.5$ ; $X(^{16}O) = 0.5$ ; $X(^{22}Ne) = 0.0$ .	SD	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
W70	Modelo de Deflagração pura e rápida de Carbono	Similar ao W7, com exceção da fração de massa inicial dos elementos $X(^{12}C) = 0.5$ ; $X(^{16}O) = 0.5$ ; $X(^{22}Ne) = 0.0$ .	SD	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
WDDs	Modelo de Detonação retardada	Unidimensionais e com vel. de propag. subsônica (1.5% $v_{som}$ ), com dens. central de $\rho_9 = 2.12$ no momento da ignição; WDD1 = WS15 + DD1, para $\rho_T = 1.7 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ WDD2 = WS15 + DD2, para $\rho_T = 2.2 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ WDD3 = WS15 + DD3, para $\rho_T = 3.0 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$	SD	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
CDDs	Modelos de Detonação retardada	Unidimensionais e com vel. de propag. subsônica (1.5% $v_{som}$ ), com dens. central de $\rho_9 = 1.37$ no momento da ignição; CDD1 = CS15 + DD1, para $\rho_T = 1.7 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ CDD2 = CS15 + DD2, para $\rho_T = 2.2 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$	SD	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
c3_2d_512 c3_3d_256	Modelo euleriano	Modelo 2-D e 512 pixels de resolução* Modelo 3-D e 256 pixels de resolução*	SD	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
b5_3d_256 b30_3d_768	Modelo euleriano	<i>Modelos de detonação por bolhas</i> Modelo 3-D, 5 bolhas e 256 pixels de resolução* Modelo 3-D, 30 bolhas e 768 pixels de resolução*	SD	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
MODELOS COM MASSA ABAIXO DA $M_{Ch}$				
1A 1C	Colisão de anãs brancas com $0.6M_{\odot}$	CO WD + CO WD com $\rho_c = 3.4 \times 10^6 \text{ g.cm}^{-3}$ CO WD com $0.01M_{\odot}\text{He} + \text{CO WD}$ com $0.01M_{\odot}\text{He}$ com $\rho_c = 3.4 \times 10^6 \text{ g.cm}^{-3}$	DD	Papish e Perets (2016)
9B, 9C, 9D 10B, 10C, 10D 10HC, 10HCD, 10HD 11HD	Detonação dupla	$0.9M_{\odot}$ CO WD com $\dot{M} = 4.5, 3.5 \text{ e } 3.0 \times 10^{-8} M_{\odot}\text{.ano}^{-1}$ , respectivamente $1.0M_{\odot}$ CO WD com $\dot{M} = 5.0, 4.0 \text{ e } 3.0 \times 10^{-8} M_{\odot}\text{.ano}^{-1}$ , respectivamente $1.0M_{\odot}$ CO WD com $\dot{M} = 4.0, 3.5 \text{ e } 3.0 \times 10^{-8} M_{\odot}\text{.ano}^{-1}$ , respectivamente $1.1M_{\odot}$ CO WD com $\dot{M} = 4.0 \times 10^{-8} M_{\odot}\text{.ano}^{-1}$	SD	Woosley e Kasen (2011)

\* Para esses modelos foi assumida a mesma fração de massa que a do modelo W7. A temperatura e densidade central de ignição é da ordem de  $10^9 \text{ K}$  e  $2.9 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$ .

Tabela 2.2: Tabela da massa sintetizada previstas pelos modelos de SNe II e Ia. Adaptada de Nomoto *et al.* (1997).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )					
	SN II		SN Ia			
	10-50 $M_{\odot}$	W70	W7	WDD1	WDD2	WDD3
<sup>16</sup> O	1.80	1.33E-01	1.43E-01	9.96E-02	6.93E-02	4.69E-02
<sup>17</sup> O	9.88E-08	3.33E-10	3.54E-08	3.99E-06	4.50E-06	1.72E-06
<sup>18</sup> O	4.61E-03	2.69E-10	8.25E-10	6.96E-07	4.62E-07	2.42E-07
<sup>20</sup> Ne	2.12E-01	2.29E-03	2.02E-03	1.45E-03	9.13E-04	6.77E-04
<sup>21</sup> Ne	1.08E-03	2.81E-08	8.46E-06	4.09E-06	1.47E-06	2.30E-06
<sup>22</sup> Ne	1.83E-02	2.15E-08	2.49E-03	1.34E-05	1.96E-06	1.39E-06
<sup>24</sup> Mg	8.83E-02	1.58E-02	8.50E-03	8.29E-03	4.76E-03	2.93E-03
<sup>25</sup> Mg	1.44E-02	1.64E-07	4.05E-05	4.60E-05	2.39E-05	1.44E-05
<sup>26</sup> Mg	2.01E-02	1.87E-07	3.18E-05	5.52E-05	3.57E-05	1.09E-05
<sup>28</sup> Si	1.05E-01	1.38E-01	1.50E-01	3.48E-01	2.71E-01	2.04E-01
<sup>29</sup> Si	8.99E-03	6.03E-05	8.61E-04	6.05E-04	3.87E-04	2.49E-04
<sup>30</sup> Si	8.05E-03	3.09E-05	1.74E-03	1.07E-03	6.35E-04	3.94E-04
<sup>32</sup> S	3.84E-02	9.19E-02	8.41E-02	2.09E-01	1.65E-01	1.24E-01
<sup>33</sup> S	1.78E-04	5.83E-05	4.50E-04	3.48E-04	2.49E-04	1.74E-04
<sup>34</sup> S	2.62E-03	2.84E-06	1.90E-03	3.42E-03	2.50E-03	1.75E-03
<sup>36</sup> S	1.78E-06	1.09E-11	3.15E-07	2.29E-07	1.33E-07	8.58E-08
<sup>36</sup> Ar	6.62E-03	1.99E-02	1.49E-02	4.12E-02	3.35E-02	2.50E-02
<sup>38</sup> Ar	1.37E-03	5.93E-07	1.06E-03	1.71E-03	1.45E-03	1.12E-03
<sup>40</sup> Ar	2.27E-08	1.14E-12	1.26E-08	8.16E-09	6.08E-09	4.53E-09
<sup>40</sup> Ca	5.77E-03	1.95E-02	1.23E-02	4.07E-02	3.45E-02	2.58E-02
<sup>42</sup> Ca	4.23E-05	1.55E-08	3.52E-05	4.69E-05	4.06E-05	3.24E-05
<sup>43</sup> Ca	1.08E-06	6.81E-08	1.03E-07	6.97E-08	6.31E-08	4.73E-08
<sup>44</sup> Ca	5.53E-05	1.55E-05	8.86E-06	2.06E-05	2.07E-05	1.42E-05
<sup>46</sup> Ca	1.43E-10	5.88E-11	1.99E-09	6.17E-08	7.18E-08	3.00E-08
<sup>48</sup> Ca	5.33E-14	5.96E-12	7.10E-12	4.21E-06	4.41E-06	3.62E-06
<sup>54</sup> Fe	3.62E-03	8.18E-02	1.04E-01	7.26E-02	7.08E-02	6.29E-02
<sup>56</sup> Fe	8.44E-02	6.72E-01	6.13E-01	4.56E-01	6.15E-01	7.62E-01
<sup>57</sup> Fe	2.72E-03	1.98E-02	2.55E-02	1.03E-02	1.39E-02	1.94E-02
<sup>58</sup> Fe	7.22E-09	9.34E-04	9.63E-04	4.09E-03	4.06E-03	4.10E-03
<sup>58</sup> Ni	3.63E-03	9.67E-02	1.28E-01	3.01E-02	3.34E-02	4.62E-02
<sup>60</sup> Ni	1.75E-03	1.43E-02	1.05E-02	4.03E-03	4.15E-03	4.78E-03
<sup>61</sup> Ni	8.35E-05	2.30E-04	2.51E-04	7.93E-05	9.23E-05	1.17E-04
<sup>62</sup> Ni	5.09E-04	1.37E-03	2.66E-03	1.26E-03	1.36E-03	1.88E-03
<sup>64</sup> Ni	3.20E-14	1.22E-06	1.31E-06	3.45E-04	3.35E-04	3.61E-04

Tabela 2.3: Tabela da massa sintetizada previstas pelos modelos de SNe II para diferentes massas das progenitora. Adaptada de Nomoto *et al.* (1997a).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )						
	$m=13 M_{\odot}$	$m=15 M_{\odot}$	$m=18 M_{\odot}$	$m=20 M_{\odot}$	$m=25 M_{\odot}$	$m=40 M_{\odot}$	$m=70 M_{\odot}$
$^{16}\text{O}$	1.51E-01	3.55E-01	7.92E-01	1.48	2.99	9.11	2.14E+01
$^{17}\text{O}$	6.07E-08	4.41E-09	4.01E-07	9.86E-09	7.86E-08	3.13E-07	6.64E-10
$^{18}\text{O}$	9.44E-09	1.35E-02	8.67E-03	8.68E-03	6.69E-03	1.79E-06	3.80E-03
$^{20}\text{Ne}$	2.25E-02	2.08E-02	1.61E-01	2.29E-01	5.94E-01	6.58E-01	2.00
$^{21}\text{Ne}$	2.08E-04	3.93E-05	2.19E-03	3.03E-04	3.22E-03	2.36E-03	1.14E-02
$^{22}\text{Ne}$	1.01E-04	1.25E-02	2.74E-02	2.93E-02	3.39E-02	5.66E-02	5.23E-02
$^{24}\text{Mg}$	9.23E-03	3.16E-02	3.62E-02	1.47E-01	1.59E-01	3.54E-01	7.87E-01
$^{25}\text{Mg}$	1.38E-03	2.55E-03	7.54E-03	1.85E-02	3.92E-02	4.81E-02	1.01E-01
$^{26}\text{Mg}$	8.96E-04	2.03E-03	5.94E-03	1.74E-02	3.17E-02	1.07E-01	2.91E-01
$^{27}\text{Al}$	1.04E-03	4.01E-03	5.44E-03	1.55E-02	1.95E-02	8.05E-02	1.44E-01
$^{28}\text{Si}$	6.68E-02	7.16E-02	8.69E-02	8.50E-02	1.03E-01	4.29E-01	7.55E-01
$^{29}\text{Si}$	7.99E-04	3.25E-03	1.76E-03	9.80E-03	6.97E-03	5.43E-02	1.08E-01
$^{30}\text{Si}$	1.87E-03	4.04E-03	3.33E-03	7.19E-03	6.81E-03	4.32E-02	1.00E-01
$^{32}\text{S}$	1.46E-02	3.01E-02	3.76E-02	2.29E-02	3.84E-02	1.77E-01	2.05E-01
$^{33}\text{S}$	1.19E-04	9.60E-05	1.48E-04	8.84E-05	2.20E-04	7.49E-04	1.02E-03
$^{34}\text{S}$	1.83E-03	1.49E-03	1.89E-03	1.26E-03	2.77E-03	1.14E-02	1.98E-02
$^{36}\text{S}$	3.04E-07	3.34E-07	8.08E-07	4.23E-07	7.51E-07	1.40E-05	2.17E-06
$^{36}\text{Ar}$	2.36E-03	5.63E-03	6.13E-03	3.78E-03	6.71E-03	3.11E-02	2.92E-02
$^{38}\text{Ar}$	4.85E-04	6.49E-04	6.29E-04	3.25E-04	7.24E-04	9.14E-03	6.16E-03
$^{40}\text{Ar}$	4.82E-09	3.24E-09	1.42E-08	4.65E-09	8.92E-09	1.74E-07	5.07E-08
$^{40}\text{Ca}$	2.53E-03	5.29E-03	5.11E-03	3.25E-03	6.15E-03	2.56E-02	2.14E-02
$^{42}\text{Ca}$	1.02E-05	1.63E-05	1.45E-05	9.45E-06	1.77E-05	3.13E-04	1.64E-04
$^{43}\text{Ca}$	1.91E-06	1.30E-06	3.99E-07	3.38E-06	2.78E-07	4.02E-07	4.09E-06
$^{44}\text{Ca}$	1.22E-04	7.49E-05	1.43E-05	9.15E-05	2.11E-05	2.00E-05	2.97E-04
$^{46}\text{Ca}$	2.06E-10	6.23E-11	3.23E-11	1.12E-11	2.60E-10	4.39E-10	2.23E-10
$^{48}\text{Ca}$	1.13E-13	3.99E-16	1.07E-15	2.41E-16	1.70E-14	2.48E-13	2.36E-14
$^{54}\text{Fe}$	2.10E-03	4.49E-03	6.04E-03	2.52E-03	4.81E-03	9.17E-03	5.81E-03
$^{56}\text{Fe}$	1.50E-01	1.44E-01	7.57E-02	7.32E-02	5.24E-02	7.50E-02	7.50E-02
$^{57}\text{Fe}$	4.86E-03	4.90E-03	2.17E-03	3.07E-03	1.16E-03	2.29E-03	3.83E-03
$^{58}\text{Fe}$	3.93E-09	1.27E-08	1.37E-08	3.70E-09	8.34E-09	1.29E-08	4.17E-08
$^{58}\text{Ni}$	5.82E-03	7.50E-03	3.08E-03	3.71E-03	1.33E-03	3.31E-03	9.25E-03
$^{60}\text{Ni}$	3.72E-03	3.36E-03	8.71E-04	2.18E-03	6.67E-04	3.88E-04	1.77E-03
$^{61}\text{Ni}$	1.58E-04	1.43E-04	4.77E-05	1.59E-04	2.75E-05	2.57E-05	1.55E-04
$^{62}\text{Ni}$	1.05E-03	9.50E-04	2.52E-04	7.26E-04	1.70E-04	1.11E-04	1.28E-03
$^{64}\text{Ni}$	2.02E-15	4.28E-15	2.93E-16	2.06E-15	6.08E-15	6.49E-16	4.33E-12

Tabela 2.4: Tabela da massa sintetizada pelos modelos de SNe II e Ia. Adaptada de Iwamoto *et al.* (2000).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )	
	CDD1	CDD2
$^{16}\text{O}$	9.340000e-02	5.830000e-02
$^{17}\text{O}$	9.550000e-07	1.010000e-06
$^{18}\text{O}$	2.080000e-07	1.920000e-07
$^{20}\text{Ne}$	1.160000e-03	6.050000e-04
$^{21}\text{Ne}$	3.630000e-06	1.990000e-06
$^{22}\text{Ne}$	4.410000e-04	2.110000e-04
$^{24}\text{Mg}$	7.720000e-03	4.200000e-03
$^{25}\text{Mg}$	4.850000e-05	3.250000e-05
$^{26}\text{Mg}$	4.960000e-05	2.970000e-05
$^{28}\text{Si}$	2.770000e-01	1.980000e-01
$^{29}\text{Si}$	5.520000e-04	3.220000e-04
$^{30}\text{Si}$	1.050000e-03	6.140000e-04
$^{32}\text{S}$	1.630000e-01	1.170000e-01
$^{33}\text{S}$	2.710000e-04	1.790000e-04
$^{34}\text{S}$	2.770000e-03	1.900000e-03
$^{36}\text{S}$	2.220000e-07	1.250000e-07
$^{36}\text{Ar}$	3.180000e-02	2.340000e-02
$^{38}\text{Ar}$	1.200000e-03	9.260000e-04
$^{40}\text{Ar}$	7.560000e-09	4.820000e-09
$^{40}\text{Ca}$	3.180000e-02	2.380000e-02
$^{42}\text{Ca}$	2.970000e-05	2.360000e-05
$^{43}\text{Ca}$	5.150000e-08	2.960000e-07
$^{44}\text{Ca}$	1.370000e-05	3.620000e-05
$^{46}\text{Ca}$	8.790000e-10	1.180000e-09
$^{48}\text{Ca}$	3.540000e-11	4.930000e-10
$^{54}\text{Fe}$	7.200000e-02	5.640000e-02
$^{56}\text{Fe}$	5.650000e-01	7.570000e-01
$^{57}\text{Fe}$	1.010000e-02	1.800000e-02
$^{58}\text{Fe}$	8.630000e-04	3.060000e-03
$^{58}\text{Ni}$	3.150000e-02	4.470000e-02
$^{60}\text{Ni}$	2.810000e-03	1.210000e-02
$^{61}\text{Ni}$	4.000000e-05	4.270000e-04
$^{62}\text{Ni}$	6.510000e-04	4.600000e-03
$^{64}\text{Ni}$	2.470000e-06	9.290000e-06

Tabela 2.5: Massa Sintetizada ( $M_{\odot}$ ) a partir dos modelos de SN Ia. Adaptada de Travaglio *et al.* (2004).

Isótopos	<i>c3_2d_512</i> <sup>(b)</sup>	<i>c3_3d_256</i> <sup>(b)</sup>	<i>c3_3d_256</i> <sup>(c)</sup>	<i>b5_3d_256</i> <sup>(c)</sup>	<i>b30_3d_768</i> <sup>(c)</sup>
<sup>16</sup> O	4.740000e-01	4.160000e-01	4.170000e-01	3.900000e-01	3.390000e-01
<sup>17</sup> O	1.160000e-09	1.290000e-09	1.130000e-09	7.810000e-06	1.310000e-06
<sup>18</sup> O	9.490000e-11	1.620000e-10	1.520000e-10	1.150000e-04	1.010000e-05
<sup>20</sup> Ne	4.700000e-03	7.390000e-03	7.100000e-03	3.180000e-02	6.280000e-03
<sup>21</sup> Ne	7.110000e-07	1.140000e-06	1.030000e-06	5.960000e-05	2.160000e-05
<sup>22</sup> Ne	2.150000e-02	1.770000e-02	1.770000e-02	1.140000e-02	1.420000e-02
<sup>24</sup> Mg	1.040000e-02	1.480000e-02	1.260000e-02	2.350000e-02	7.530000e-03
<sup>25</sup> Mg	5.490000e-05	8.570000e-05	7.640000e-05	2.410000e-03	5.130000e-04
<sup>26</sup> Mg	6.600000e-05	1.060000e-04	1.010000e-04	8.560000e-04	1.810000e-04
<sup>28</sup> Si	4.420000e-02	5.890000e-02	5.390000e-02	1.190000e-01	5.390000e-02
<sup>29</sup> Si	6.470000e-04	9.490000e-04	9.220000e-04	1.810000e-03	5.610000e-04
<sup>30</sup> Si	1.060000e-03	1.480000e-03	1.310000e-03	2.200000e-03	8.030000e-04
<sup>32</sup> S	1.600000e-02	2.220000e-02	2.570000e-02	5.700000e-02	2.620000e-02
<sup>33</sup> S	1.050000e-04	1.420000e-04	1.580000e-04	3.210000e-04	1.210000e-04
<sup>34</sup> S	8.680000e-04	1.150000e-03	1.150000e-03	2.300000e-03	1.040000e-03
<sup>36</sup> S	1.640000e-07	2.240000e-07	2.470000e-07	3.950000e-07	1.530000e-07
<sup>36</sup> Ar	2.120000e-03	3.140000e-03	4.090000e-03	9.040000e-03	4.240000e-03
<sup>38</sup> Ar	3.300000e-04	4.130000e-04	5.120000e-04	1.200000e-03	5.590000e-04
<sup>40</sup> Ar	1.490000e-09	2.060000e-09	3.040000e-09	4.920000e-09	1.910000e-09
<sup>40</sup> Ca	1.680000e-03	2.660000e-03	3.400000e-03	7.080000e-03	3.590000e-03
<sup>42</sup> Ca	6.660000e-06	8.430000e-06	1.410000e-05	3.610000e-05	1.580000e-05
<sup>43</sup> Ca	2.260000e-08	3.060000e-08	3.960000e-08	6.370000e-08	5.100000e-08
<sup>44</sup> Ca	1.800000e-06	2.810000e-06	3.100000e-06	4.520000e-06	3.610000e-06
<sup>46</sup> Ca	2.580000e-12	3.460000e-12	1.140000e-11	1.910000e-11	8.530000e-12
<sup>48</sup> Ca	1.990000e-17	3.200000e-17	1.050000e-16	1.540000e-16	4.010000e-15
<sup>54</sup> Fe	6.790000e-02	6.610000e-02	6.210000e-02	4.480000e-02	7.330000e-02
<sup>56</sup> Fe	2.440000e-01	3.280000e-01	3.360000e-01	3.400000e-01	4.390000e-01
<sup>57</sup> Fe	1.050000e-02	1.350000e-02	1.360000e-02	1.280000e-02	1.860000e-02
<sup>58</sup> Fe	8.250000e-06	3.160000e-05	3.020000e-05	8.580000e-06	1.050000e-04
<sup>58</sup> Ni	6.130000e-02	7.520000e-02	7.310000e-02	5.560000e-02	9.660000e-02
<sup>60</sup> Ni	7.230000e-03	9.240000e-03	8.160000e-03	5.390000e-03	7.730000e-03
<sup>61</sup> Ni	6.110000e-05	8.860000e-05	9.260000e-05	9.990000e-05	1.130000e-04
<sup>62</sup> Ni	5.710000e-04	7.780000e-04	8.160000e-04	9.210000e-04	1.120000e-03
<sup>64</sup> Ni	2.730000e-11	1.610000e-09	1.610000e-09	1.930000e-10	5.290000e-08

<sup>b</sup> Travaglio *et al.* (2004)

<sup>c</sup> Travaglio *et al.* (2004). Para esses modelos foi permitido pelos autores cálculos da nucleossíntese para partículas que alcançaram as condições de equilíbrio estático estatístico (*Nuclear Statistical Equilibrium* ou NSE) somente a partir de 90% da temperatura de pico.

Tabela 2.6: Massa produzida por SNe Ia em um cenário DD por colisão. Adaptada de Papish e Perets (2016).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )	
	1A	1C
<sup>14</sup> O	3.640000e-35	5.950000e-34
<sup>15</sup> O	6.740000e-35	1.070000e-33
<sup>16</sup> O	1.260000e-01	9.660000e-02
<sup>17</sup> O	1.180000e-07	2.160000e-07
<sup>18</sup> O	8.950000e-10	9.020000e-10
<sup>18</sup> Ne	1.110000e-36	1.890000e-35
<sup>19</sup> Ne	1.210000e-35	2.030000e-34
<sup>20</sup> Ne	9.040000e-04	2.020000e-03
<sup>21</sup> Ne	3.030000e-09	1.070000e-08
<sup>22</sup> Ne	3.100000e-13	2.380000e-12
<sup>23</sup> Mg	9.590000e-36	1.620000e-34
<sup>24</sup> Mg	2.150000e-03	5.450000e-03
<sup>25</sup> Mg	9.410000e-07	1.900000e-06
<sup>27</sup> Si	4.130000e-36	7.020000e-35
<sup>28</sup> Si	2.790000e-01	3.120000e-01
<sup>31</sup> S	2.940000e-36	4.990000e-35
<sup>32</sup> S	1.780000e-01	1.910000e-01
<sup>35</sup> Ar	2.300000e-36	3.910000e-35
<sup>36</sup> Ar	3.820000e-02	4.130000e-02
<sup>37</sup> Ar	2.990000e-27	1.120000e-20
<sup>38</sup> Ar	3.550000e-07	6.840000e-07
<sup>39</sup> Ar	3.290000e-26	5.290000e-13
<sup>40</sup> Ar	1.700000e-12	1.280000e-14
<sup>41</sup> Ar	9.150000e-33	1.170000e-31
<sup>39</sup> Ca	1.240000e-36	2.110000e-35
<sup>40</sup> Ca	3.750000e-02	4.140000e-02
<sup>41</sup> Ca	3.360000e-20	8.500000e-07
<sup>42</sup> Ca	9.590000e-09	2.320000e-08
<sup>43</sup> Ca	2.570000e-07	4.550000e-06
<sup>44</sup> Ca	4.920000e-05	8.860000e-05
<sup>45</sup> Ca	1.550000e-28	1.250000e-28
<sup>46</sup> Ca	2.850000e-16	8.730000e-16
<sup>47</sup> Ca	4.640000e-31	6.560000e-30
<sup>48</sup> Ca	1.730000e-26	6.870000e-27
<sup>49</sup> Ca	9.370000e-34	1.310000e-32
<sup>51</sup> Fe	5.740000e-37	9.770000e-36
<sup>52</sup> Fe	4.680000e-32	6.360000e-31
<sup>53</sup> Fe	9.910000e-34	1.390000e-32
<sup>54</sup> Fe	6.120000e-06	2.910000e-06
<sup>55</sup> Fe	4.120000e-28	9.920000e-19
<sup>56</sup> Fe	4.210000e-01	4.510000e-01
<sup>57</sup> Fe	4.550000e-03	4.860000e-03
<sup>58</sup> Fe	1.810000e-13	2.760000e-13
<sup>59</sup> Fe	4.880000e-30	4.840000e-29
<sup>60</sup> Fe	1.040000e-28	4.680000e-16
<sup>61</sup> Fe	8.030000e-34	1.170000e-32
<sup>62</sup> Fe	1.550000e-34	2.540000e-33
<sup>63</sup> Fe	1.420000e-35	2.400000e-34
<sup>64</sup> Fe	4.720000e-36	8.030000e-35
<sup>65</sup> Fe	1.940000e-36	3.300000e-35
<sup>66</sup> Fe	1.070000e-36	1.820000e-35
<sup>55</sup> Ni	4.160000e-37	7.080000e-36
<sup>56</sup> Ni	7.270000e-31	1.010000e-29
<sup>57</sup> Ni	1.990000e-31	2.820000e-30
<sup>58</sup> Ni	4.620000e-03	4.790000e-03
<sup>59</sup> Ni	1.620000e-18	3.470000e-07
<sup>60</sup> Ni	3.310000e-09	8.940000e-09
<sup>61</sup> Ni	5.070000e-14	3.450000e-13
<sup>62</sup> Ni	2.170000e-14	2.680000e-13
<sup>63</sup> Ni	2.720000e-16	1.450000e-14
<sup>64</sup> Ni	1.150000e-15	1.250000e-13
<sup>65</sup> Ni	1.110000e-19	9.160000e-17
<sup>66</sup> Ni	3.530000e-20	3.390000e-17
<sup>67</sup> Ni	3.000000e-24	1.700000e-23
<sup>68</sup> Ni	2.120000e-27	5.630000e-20



Tabela 2.7: Tabela do Fator de Produção (*"Production Factor"* ou pf) para os modelos de SNe Ia. Deste fator é derivada a massa sintetizada em unidades de massa solar. Adaptada de Woosley e Kasen (2011).

Isótopos	Fator de Produção* ( $\frac{\chi_i}{\chi_{\odot}}$ )									
	9B	9C	9D	10B	10C	10D	10HC	10HCD	10HD	11HD
$^{28}\text{Si}$	160	150	140	110	140	99	160	160	140	96
$^{32}\text{S}$	260	230	210	190	250	180	260	240	230	170
$^{34}\text{S}$	39	40	40	22	24	22	36	52	45	18
$^{36}\text{Ar}$	190	170	150	140	170	130	190	170	160	130
$^{38}\text{Ar}$	18	18	16	12	18	0	16	18	15	8.5
$^{40}\text{Ca}$	290	250	220	210	220	160	370	250	220	230
$^{43}\text{Ca}$	360	270	200	230	140	99	140	250	170	67
$^{44}\text{Ca}$	870	560	370	460	240	140	630	710	350	240
$^{54}\text{Fe}$	99	88	81	75	87	70	97	92	86	67
$^{56}\text{Fe}$	460	480	500	550	520	560	480	460	490	580
$^{57}\text{Fe}$	430	500	550	530	540	620	380	420	500	510
$^{58}\text{Ni}$	140	150	170	190	210	230	150	170	180	220
$^{60}\text{Ni}$	920	650	730	690	690	810	480	490	630	660
$^{61}\text{Ni}$	920	1400	1600	1000	1200	1000	340	560	1100	490
$^{62}\text{Ni}$	440	520	610	600	670	760	420	520	590	630

\* onde  $\chi_i$  é a fração de massa do isótopo i pela massa da anã branca do modelo considerado e  $\chi_{\odot}$  é a fração de massa solar de Lodders (2003).

Tabela 2.8: Massa produzida por SNe II para várias massas progenitoras com metalicidade inicial  $Z = 0$  e  $E_{51} = 1$ . Adaptada de Nomoto *et al.* (2006).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )						
	13	15	18	20	25	30	40
$^{16}\text{O}$	4.50E-01	7.73E-01	1.38E+00	2.11E+00	2.79E+00	4.81E+00	8.38E+00
$^{17}\text{O}$	1.69E-06	1.57E-06	2.79E-07	6.83E-08	1.49E-06	1.88E-08	1.42E-09
$^{18}\text{O}$	5.79E-08	4.89E-06	4.63E-06	2.52E-08	6.75E-07	2.06E-09	2.13E-07
$^{20}\text{Ne}$	1.53E-02	3.27E-01	4.94E-01	9.12E-01	5.33E-01	8.51E-01	3.07E-01
$^{21}\text{Ne}$	5.42E-07	3.76E-05	9.12E-05	4.30E-05	1.33E-05	5.51E-05	1.08E-05
$^{22}\text{Ne}$	1.98E-07	1.61E-05	2.57E-05	6.92E-05	2.02E-05	8.57E-05	6.75E-06
$^{23}\text{Na}$	1.44E-04	2.45E-03	2.08E-03	2.90E-03	1.03E-03	1.42E-03	1.84E-04
$^{24}\text{Mg}$	8.62E-02	6.82E-02	1.57E-01	1.50E-01	1.20E-01	2.26E-01	4.78E-01
$^{25}\text{Mg}$	1.56E-04	2.98E-04	5.83E-04	1.16E-04	3.97E-05	2.44E-04	4.28E-04
$^{26}\text{Mg}$	7.07E-05	3.98E-04	8.73E-04	2.38E-04	5.01E-05	1.29E-04	1.25E-04
$^{28}\text{Si}$	8.04E-02	7.32E-02	1.16E-01	9.94E-02	3.51E-01	2.48E-01	1.02E+00
$^{29}\text{Si}$	7.50E-04	2.39E-04	4.42E-04	1.82E-04	2.71E-04	5.88E-04	2.60E-03
$^{30}\text{Si}$	1.42E-03	1.49E-04	3.45E-04	1.10E-04	7.54E-05	2.55E-04	4.06E-03
$^{32}\text{S}$	2.37E-02	3.20E-02	4.07E-02	5.31E-02	1.85E-01	1.16E-01	3.73E-01
$^{33}\text{S}$	8.98E-05	7.55E-05	1.03E-04	1.98E-04	2.74E-04	1.65E-04	8.10E-04
$^{34}\text{S}$	2.79E-04	2.02E-04	2.85E-04	4.90E-04	4.24E-04	8.42E-05	1.59E-03
$^{36}\text{S}$	1.48E-08	1.43E-09	5.34E-09	2.56E-09	3.41E-10	7.04E-10	3.19E-08
$^{36}\text{Ar}$	3.24E-03	5.28E-03	5.67E-03	9.67E-03	3.10E-02	1.96E-02	4.87E-02
$^{38}\text{Ar}$	5.23E-05	6.23E-05	1.70E-04	3.86E-04	3.59E-04	3.48E-05	1.11E-03
$^{40}\text{Ar}$	8.01E-11	1.78E-11	3.96E-11	1.06E-10	1.77E-11	4.66E-12	1.29E-10
$^{40}\text{Ca}$	2.92E-03	4.41E-03	4.40E-03	6.22E-03	2.48E-02	1.74E-02	3.73E-02
$^{42}\text{Ca}$	9.77E-07	1.23E-06	3.62E-06	1.28E-05	7.46E-06	8.62E-07	2.17E-05
$^{43}\text{Ca}$	6.46E-08	4.93E-08	3.39E-08	7.43E-08	1.58E-08	1.93E-09	9.65E-09
$^{44}\text{Ca}$	1.68E-05	2.21E-05	1.45E-05	1.45E-05	9.79E-06	5.44E-06	8.71E-06
$^{46}\text{Ca}$	1.07E-12	1.76E-12	9.27E-12	1.30E-10	2.78E-11	6.05E-13	5.20E-12
$^{48}\text{Ca}$	1.55E-17	4.21E-14	4.12E-16	4.40E-16	1.26E-11	3.55E-16	1.30E-17
$^{54}\text{Fe}$	7.29E-04	1.24E-03	1.40E-03	1.42E-03	3.31E-03	4.09E-03	9.30E-03
$^{56}\text{Fe}$	7.00E-02	7.00E-02	7.00E-02	7.00E-02	7.00E-02	7.00E-02	7.02E-02
$^{57}\text{Fe}$	9.97E-04	1.14E-03	8.78E-04	8.67E-04	4.67E-04	4.83E-04	5.01E-04
$^{58}\text{Fe}$	5.67E-11	1.76E-10	8.07E-10	1.05E-09	2.31E-09	2.26E-10	1.41E-08
$^{58}\text{Ni}$	3.85E-04	4.14E-04	3.83E-04	3.78E-04	2.93E-04	3.82E-04	5.74E-04
$^{60}\text{Ni}$	2.12E-03	1.62E-03	1.57E-03	1.34E-03	1.48E-04	3.60E-06	4.38E-06
$^{61}\text{Ni}$	3.61E-05	3.14E-05	2.12E-05	1.85E-05	5.77E-07	6.04E-09	1.32E-09
$^{62}\text{Ni}$	1.94E-05	1.51E-05	1.35E-05	1.19E-05	3.88E-07	1.64E-09	5.36E-10
$^{64}\text{Ni}$	3.83E-15	9.97E-14	1.09E-14	6.10E-14	3.27E-12	3.26E-14	7.71E-15

Tabela 2.9: Massa produzida por SNe II para várias massas progenitoras com metalicidade inicial  $Z = 0.001$  e  $E_{51} = 1$ . Adaptada de Nomoto *et al.* (2006).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )						
	13	15	18	20	25	30	40
$^{16}\text{O}$	5.04E-01	2.94E-01	4.22E-01	2.18E+00	3.82E+00	5.33E+00	8.37E+00
$^{17}\text{O}$	6.96E-05	2.56E-05	2.42E-05	2.18E-05	2.79E-05	4.87E-05	2.86E-05
$^{18}\text{O}$	1.81E-03	3.66E-04	3.06E-04	8.09E-06	7.05E-05	2.69E-05	2.63E-05
$^{20}\text{Ne}$	6.60E-02	1.90E-01	1.77E-01	6.27E-01	1.22E+00	1.45E+00	2.87E-01
$^{21}\text{Ne}$	1.85E-04	6.75E-05	8.76E-05	1.37E-04	5.09E-04	6.11E-04	1.11E-04
$^{22}\text{Ne}$	1.33E-03	2.74E-04	4.75E-04	1.17E-03	1.47E-03	1.56E-03	8.76E-04
$^{24}\text{Mg}$	6.36E-02	6.37E-02	5.93E-02	2.42E-01	1.79E-01	2.86E-01	7.04E-01
$^{25}\text{Mg}$	1.40E-03	8.80E-04	9.46E-04	2.40E-03	1.74E-03	3.55E-03	2.21E-03
$^{26}\text{Mg}$	8.24E-04	1.14E-03	9.24E-04	2.43E-03	1.99E-03	4.26E-03	1.10E-03
$^{28}\text{Si}$	8.99E-02	4.29E-02	1.53E-01	1.28E-01	1.20E-01	1.65E-01	8.81E-01
$^{29}\text{Si}$	1.42E-03	3.82E-04	6.01E-04	1.11E-03	4.40E-04	1.03E-03	6.04E-03
$^{30}\text{Si}$	1.85E-03	4.25E-04	5.34E-04	7.76E-04	2.75E-04	7.09E-04	1.01E-02
$^{32}\text{S}$	3.70E-02	1.64E-02	7.88E-02	5.62E-02	5.51E-02	7.80E-02	3.29E-01
$^{33}\text{S}$	1.96E-04	4.76E-05	3.01E-04	9.90E-05	8.12E-05	1.39E-04	8.37E-04
$^{34}\text{S}$	9.22E-04	2.39E-04	6.37E-04	3.10E-04	1.79E-04	3.68E-04	2.12E-03
$^{36}\text{S}$	7.49E-07	1.55E-07	3.20E-07	4.05E-07	6.53E-07	9.04E-07	5.56E-07
$^{36}\text{Ar}$	5.69E-03	2.46E-03	1.22E-02	1.01E-02	9.29E-03	1.35E-02	4.56E-02
$^{38}\text{Ar}$	2.68E-04	2.26E-05	4.12E-04	1.07E-04	8.25E-05	1.63E-04	8.37E-04
$^{40}\text{Ar}$	1.76E-07	4.90E-08	1.03E-07	5.43E-08	9.81E-08	1.18E-07	6.83E-08
$^{40}\text{Ca}$	4.73E-03	1.73E-03	8.06E-03	9.20E-03	7.94E-03	1.17E-02	3.66E-02
$^{42}\text{Ca}$	6.62E-06	4.05E-07	1.35E-05	2.79E-06	2.49E-06	4.64E-06	2.29E-05
$^{43}\text{Ca}$	4.15E-07	3.35E-07	2.45E-07	1.91E-07	2.90E-07	3.55E-07	2.81E-07
$^{44}\text{Ca}$	2.48E-05	2.07E-05	1.87E-05	4.88E-06	7.96E-06	6.44E-06	1.10E-05
$^{46}\text{Ca}$	6.65E-08	1.41E-08	2.55E-08	3.35E-08	3.02E-08	7.09E-08	1.22E-07
$^{48}\text{Ca}$	3.16E-07	9.66E-08	1.22E-07	1.25E-07	1.57E-07	1.86E-07	2.17E-07
$^{54}\text{Fe}$	1.53E-03	7.07E-04	2.06E-03	2.37E-03	2.25E-03	3.31E-03	1.04E-02
$^{56}\text{Fe}$	7.26E-02	7.08E-02	7.11E-02	7.09E-02	7.11E-02	7.12E-02	7.15E-02
$^{57}\text{Fe}$	1.41E-03	1.75E-03	1.27E-03	7.21E-04	5.30E-04	5.83E-04	5.75E-04
$^{58}\text{Fe}$	5.68E-05	1.31E-05	1.55E-05	4.99E-05	7.78E-05	9.28E-05	1.02E-04
$^{59}\text{Co}$	8.91E-05	2.32E-04	6.30E-05	6.21E-05	3.42E-05	5.39E-05	4.42E-05
$^{58}\text{Ni}$	5.09E-04	9.11E-04	1.76E-03	3.54E-04	2.51E-04	3.79E-04	7.80E-04
$^{60}\text{Ni}$	1.62E-03	2.57E-03	1.17E-03	2.95E-04	6.57E-05	1.94E-04	1.01E-04
$^{61}\text{Ni}$	5.05E-05	6.92E-05	4.63E-05	1.22E-05	1.57E-05	2.10E-05	2.06E-05
$^{62}\text{Ni}$	1.01E-04	1.87E-04	2.97E-04	2.53E-05	3.71E-05	5.15E-05	7.60E-05
$^{64}\text{Ni}$	1.62E-05	1.83E-06	2.30E-06	2.37E-05	4.32E-05	6.46E-05	7.83E-05

Tabela 2.10: Massa produzida por SNe II para várias massas progenitoras com metalicidade inicial  $Z = 0.004$  e  $E_{51} = 1$ . Adaptada de Nomoto *et al.* (2006).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )						
	13	15	18	20	25	30	40
$^{16}\text{O}$	3.85E-01	2.92E-01	5.21E-01	9.94E-01	2.20E+00	4.79E+00	7.96E+00
$^{17}\text{O}$	8.75E-05	8.66E-05	1.11E-03	1.04E-04	1.12E-04	1.20E-04	1.59E-04
$^{18}\text{O}$	1.95E-03	9.68E-04	5.20E-02	1.28E-03	8.48E-04	4.35E-05	8.37E-04
$^{20}\text{Ne}$	1.32E-01	1.24E-01	2.00E-01	2.77E-01	8.20E-01	9.37E-01	1.88E+00
$^{21}\text{Ne}$	1.85E-04	1.43E-04	1.00E-03	2.58E-04	3.83E-04	7.21E-04	1.17E-03
$^{22}\text{Ne}$	1.05E-03	7.54E-04	4.17E-03	2.16E-03	4.57E-03	6.18E-03	2.87E-03
$^{24}\text{Mg}$	4.38E-02	7.46E-02	6.93E-02	9.65E-02	2.33E-01	2.18E-01	3.79E-01
$^{25}\text{Mg}$	1.38E-03	1.95E-03	8.19E-03	2.20E-03	6.04E-03	7.09E-03	1.20E-02
$^{26}\text{Mg}$	1.24E-03	1.93E-03	6.44E-03	1.88E-03	6.71E-03	7.07E-03	1.33E-02
$^{28}\text{Si}$	6.11E-02	1.03E-01	9.41E-02	1.24E-01	1.19E-01	3.95E-01	5.23E-01
$^{29}\text{Si}$	5.41E-04	1.12E-03	2.70E-03	1.27E-03	1.93E-03	3.37E-03	4.55E-03
$^{30}\text{Si}$	6.56E-04	1.29E-03	3.89E-03	1.61E-03	1.58E-03	4.82E-03	6.50E-03
$^{32}\text{S}$	2.68E-02	3.44E-02	4.07E-02	5.15E-02	3.48E-02	1.90E-01	2.26E-01
$^{33}\text{S}$	9.09E-05	1.83E-04	2.62E-04	1.89E-04	1.66E-04	4.34E-04	4.55E-04
$^{34}\text{S}$	4.27E-04	9.56E-04	2.38E-03	9.12E-04	7.22E-04	2.03E-03	2.35E-03
$^{36}\text{S}$	7.10E-07	9.91E-07	7.79E-06	1.36E-06	2.68E-06	6.10E-06	1.19E-05
$^{36}\text{Ar}$	4.50E-03	4.31E-03	6.96E-03	7.99E-03	4.73E-03	3.09E-02	3.48E-02
$^{38}\text{Ar}$	1.66E-04	4.94E-04	7.43E-04	3.06E-04	2.67E-04	9.77E-04	1.14E-03
$^{40}\text{Ar}$	2.30E-07	3.74E-07	2.55E-06	3.30E-07	3.57E-07	9.25E-07	1.15E-06
$^{40}\text{Ca}$	3.91E-03	3.08E-03	6.12E-03	6.50E-03	3.77E-03	2.59E-02	2.83E-02
$^{42}\text{Ca}$	4.16E-06	9.59E-06	1.81E-05	7.31E-06	6.00E-06	2.65E-05	2.98E-05
$^{43}\text{Ca}$	3.41E-07	3.60E-07	1.93E-06	5.23E-07	7.95E-07	9.89E-07	1.43E-06
$^{44}\text{Ca}$	2.07E-05	2.30E-05	3.40E-05	2.09E-05	2.65E-05	1.51E-05	1.88E-05
$^{46}\text{Ca}$	7.37E-08	1.18E-07	6.81E-07	1.10E-07	1.28E-07	1.97E-07	3.24E-07
$^{48}\text{Ca}$	3.22E-07	4.02E-07	2.37E-06	5.02E-07	6.19E-07	6.48E-07	7.80E-07
$^{54}\text{Fe}$	1.24E-03	1.23E-03	2.63E-03	2.37E-03	1.41E-03	7.09E-03	9.39E-03
$^{56}\text{Fe}$	7.26E-02	7.30E-02	8.72E-02	7.40E-02	7.47E-02	7.46E-02	7.47E-02
$^{57}\text{Fe}$	1.05E-03	1.13E-03	4.00E-03	1.22E-03	1.05E-03	7.15E-04	7.31E-04
$^{58}\text{Fe}$	4.77E-05	4.89E-05	2.66E-04	9.17E-05	1.85E-04	2.89E-04	4.34E-04
$^{58}\text{Ni}$	5.14E-04	4.64E-04	2.25E-02	4.93E-04	5.44E-04	7.14E-04	8.27E-04
$^{60}\text{Ni}$	1.80E-03	1.67E-03	1.37E-03	1.29E-03	1.80E-03	2.63E-04	3.80E-04
$^{61}\text{Ni}$	4.25E-05	4.99E-05	2.66E-04	5.67E-05	6.09E-05	5.55E-05	9.80E-05
$^{62}\text{Ni}$	3.55E-05	2.40E-05	3.08E-03	9.09E-05	1.09E-04	1.75E-04	3.01E-04
$^{64}\text{Ni}$	1.09E-05	3.62E-06	6.68E-05	2.79E-05	9.88E-05	1.95E-04	4.25E-04

Tabela 2.11: Massa produzida por SNe II para várias massas progenitoras com metalicidade inicial  $Z = 0.02$  e  $E_{51} = 1$ . Adaptada de Nomoto *et al.* (2006).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )						
	13	15	18	20	25	30	40
$^{16}\text{O}$	2.18E-01	1.62E-01	7.70E-01	1.05E+00	2.35E+00	3.22E+00	7.33E+00
$^{17}\text{O}$	8.68E-04	8.12E-04	8.76E-04	9.51E-04	1.34E-03	1.69E-03	9.72E-04
$^{18}\text{O}$	3.50E-03	2.54E-03	1.17E-02	5.22E-03	8.43E-02	6.18E-03	1.23E-02
$^{20}\text{Ne}$	3.47E-02	3.39E-02	1.49E-01	3.94E-01	8.53E-01	9.37E-01	2.21E+00
$^{21}\text{Ne}$	2.25E-04	1.30E-04	2.02E-04	1.81E-03	1.59E-03	2.97E-03	4.97E-03
$^{22}\text{Ne}$	4.52E-03	1.72E-03	6.63E-03	9.04E-03	1.68E-02	1.86E-02	1.09E-02
$^{24}\text{Mg}$	2.52E-02	3.79E-02	1.03E-01	7.16E-02	2.18E-01	1.88E-01	3.10E-01
$^{25}\text{Mg}$	2.56E-03	1.46E-03	7.08E-03	1.44E-02	3.13E-02	3.12E-02	7.28E-02
$^{26}\text{Mg}$	2.16E-03	1.72E-03	5.86E-03	8.86E-03	2.72E-02	2.79E-02	7.33E-02
$^{28}\text{Si}$	7.48E-02	8.38E-02	1.01E-01	6.32E-02	1.28E-01	2.40E-01	2.41E-01
$^{29}\text{Si}$	1.49E-03	2.20E-03	6.96E-03	2.04E-03	7.06E-03	7.38E-03	9.99E-03
$^{30}\text{Si}$	1.55E-03	2.75E-03	6.82E-03	2.44E-03	6.19E-03	1.06E-02	9.76E-03
$^{32}\text{S}$	3.73E-02	3.47E-02	3.69E-02	2.81E-02	4.99E-02	1.08E-01	1.09E-01
$^{33}\text{S}$	2.00E-04	2.43E-04	3.51E-04	2.26E-04	3.25E-04	4.81E-04	4.81E-04
$^{34}\text{S}$	1.64E-03	1.53E-03	2.19E-03	1.70E-03	2.26E-03	3.76E-03	3.42E-03
$^{36}\text{S}$	5.37E-06	2.54E-06	1.20E-05	9.19E-06	2.42E-05	5.09E-05	9.40E-05
$^{36}\text{Ar}$	6.29E-03	4.90E-03	5.48E-03	4.66E-03	7.92E-03	1.81E-02	1.81E-02
$^{38}\text{Ar}$	6.86E-04	6.51E-04	7.83E-04	6.74E-04	8.98E-04	1.64E-03	1.65E-03
$^{40}\text{Ar}$	8.96E-07	1.05E-06	1.30E-06	1.41E-06	2.68E-06	7.41E-06	5.67E-06
$^{40}\text{Ca}$	4.92E-03	4.01E-03	4.54E-03	3.74E-03	6.55E-03	1.57E-02	1.56E-02
$^{42}\text{Ca}$	1.39E-05	1.75E-05	2.07E-05	1.74E-05	2.47E-05	4.15E-05	4.48E-05
$^{43}\text{Ca}$	1.36E-06	1.50E-06	2.12E-06	2.52E-06	3.42E-06	2.97E-06	4.93E-06
$^{44}\text{Ca}$	3.51E-05	3.55E-05	5.45E-05	5.79E-05	5.11E-05	4.04E-05	4.67E-05
$^{46}\text{Ca}$	2.12E-07	3.33E-07	7.83E-07	6.15E-07	1.18E-06	1.18E-06	2.86E-06
$^{48}\text{Ca}$	1.58E-06	1.86E-06	2.73E-06	2.35E-06	2.73E-06	1.42E-05	2.43E-06
$^{54}\text{Fe}$	1.92E-03	2.46E-03	2.49E-03	2.22E-03	3.84E-03	6.87E-03	6.42E-03
$^{56}\text{Fe}$	8.32E-02	8.51E-02	8.72E-02	8.87E-02	9.01E-02	9.18E-02	8.08E-02
$^{57}\text{Fe}$	2.22E-03	1.99E-03	2.67E-03	2.34E-03	1.87E-03	2.82E-03	9.75E-04
$^{58}\text{Fe}$	1.21E-04	1.10E-04	5.86E-04	4.96E-04	8.37E-04	2.39E-03	1.48E-03
$^{58}\text{Ni}$	2.23E-03	1.14E-03	2.70E-03	1.84E-03	1.56E-03	1.55E-03	8.83E-04
$^{60}\text{Ni}$	2.13E-03	1.87E-03	2.12E-03	2.49E-03	1.81E-03	6.12E-04	1.20E-03
$^{61}\text{Ni}$	8.21E-05	1.24E-04	1.04E-04	1.49E-04	2.16E-04	1.10E-04	3.91E-04
$^{62}\text{Ni}$	2.27E-04	1.64E-04	4.64E-04	3.86E-04	6.61E-04	2.22E-04	1.17E-03
$^{64}\text{Ni}$	3.35E-05	1.72E-05	2.99E-05	1.87E-04	6.16E-04	7.11E-05	2.22E-03

Tabela 2.12: Massa produzida por HNe para várias massas progenitoras com metalicidade inicial  $Z = 0$  e  $E_{51} > 10$ . Adaptada de Nomoto *et al.* (2006).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )			
	20	25	30	40
$^{16}\text{O}$	2.03E+00	2.38E+00	3.92E+00	6.32E+00
$^{17}\text{O}$	7.13E-08	1.49E-06	3.81E-08	1.23E-08
$^{18}\text{O}$	2.33E-08	3.87E-07	5.03E-07	2.93E-07
$^{20}\text{Ne}$	7.49E-01	2.85E-01	5.20E-01	2.64E-01
$^{21}\text{Ne}$	3.58E-05	1.22E-05	3.51E-05	1.41E-05
$^{22}\text{Ne}$	5.51E-05	8.62E-06	3.52E-05	1.66E-05
$^{24}\text{Mg}$	1.65E-01	1.53E-01	2.17E-01	3.37E-01
$^{25}\text{Mg}$	1.07E-04	4.57E-05	1.45E-04	5.95E-04
$^{26}\text{Mg}$	2.09E-04	3.89E-05	8.00E-05	6.90E-05
$^{28}\text{Si}$	1.03E-01	2.31E-01	2.47E-01	7.20E-01
$^{29}\text{Si}$	2.95E-04	5.38E-04	8.85E-04	3.72E-03
$^{30}\text{Si}$	1.13E-04	6.35E-05	1.47E-04	2.82E-03
$^{32}\text{S}$	4.27E-02	9.16E-02	8.49E-02	2.59E-01
$^{33}\text{S}$	1.44E-04	2.31E-04	3.02E-04	8.45E-04
$^{34}\text{S}$	1.84E-04	1.26E-04	2.70E-04	2.08E-03
$^{36}\text{S}$	8.33E-10	5.78E-11	1.41E-09	5.04E-08
$^{36}\text{Ar}$	6.80E-03	1.36E-02	1.15E-02	3.55E-02
$^{38}\text{Ar}$	1.27E-04	1.70E-04	9.07E-05	7.83E-04
$^{40}\text{Ar}$	3.79E-11	1.16E-11	1.87E-11	2.68E-10
$^{40}\text{Ca}$	4.77E-03	1.02E-02	8.22E-03	2.86E-02
$^{42}\text{Ca}$	3.41E-06	5.15E-06	1.62E-06	1.97E-05
$^{43}\text{Ca}$	2.60E-07	7.25E-08	1.71E-07	1.39E-07
$^{44}\text{Ca}$	1.26E-04	7.04E-05	1.82E-04	1.75E-04
$^{46}\text{Ca}$	1.15E-11	1.47E-11	9.25E-12	3.69E-11
$^{48}\text{Ca}$	3.74E-15	1.17E-11	8.16E-13	1.27E-11
$^{54}\text{Fe}$	7.18E-04	1.79E-03	1.74E-03	3.30E-03
$^{56}\text{Fe}$	8.24E-02	9.60E-02	1.59E-01	2.56E-01
$^{57}\text{Fe}$	1.78E-03	1.63E-03	3.10E-03	4.24E-03
$^{58}\text{Fe}$	1.28E-09	2.60E-09	9.19E-11	3.31E-09
$^{58}\text{Ni}$	8.75E-04	6.72E-04	1.27E-03	1.43E-03
$^{60}\text{Ni}$	2.99E-03	2.80E-03	5.49E-03	8.37E-03
$^{61}\text{Ni}$	6.29E-05	4.34E-05	8.63E-05	9.87E-05
$^{62}\text{Ni}$	4.19E-05	2.86E-05	5.74E-05	6.74E-05
$^{64}\text{Ni}$	9.54E-14	1.56E-11	3.38E-12	2.46E-11

Tabela 2.13: Massa produzida por HNe para várias massas progenitoras com metalicidade inicial  $Z = 0.001$  e  $E_{51} > 10$ . Adaptada de Nomoto *et al.* (2006).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )			
	20	25	30	40
$M_{\text{cut}}$	2.20	2.09	2.54	5.41
$^{16}\text{O}$	2.00E+00	3.70E+00	4.94E+00	6.42E+00
$^{17}\text{O}$	2.18E-05	2.79E-05	4.87E-05	2.83E-05
$^{18}\text{O}$	8.10E-06	7.05E-05	1.99E-05	1.76E-04
$^{20}\text{Ne}$	4.56E-01	1.05E+00	1.04E+00	1.83E-01
$^{21}\text{Ne}$	9.70E-05	4.23E-04	4.43E-04	2.16E-05
$^{22}\text{Ne}$	1.17E-03	1.44E-03	1.26E-03	1.25E-04
$^{24}\text{Mg}$	2.30E-01	1.93E-01	3.11E-01	5.20E-01
$^{25}\text{Mg}$	1.74E-03	1.52E-03	2.79E-03	1.64E-03
$^{26}\text{Mg}$	1.75E-03	1.75E-03	3.20E-03	8.98E-04
$^{28}\text{Si}$	1.14E-01	1.12E-01	2.35E-01	7.14E-01
$^{29}\text{Si}$	1.28E-03	7.80E-04	1.69E-03	6.22E-03
$^{30}\text{Si}$	1.07E-03	4.86E-04	1.24E-03	8.00E-03
$^{32}\text{S}$	3.63E-02	4.25E-02	9.25E-02	2.80E-01
$^{33}\text{S}$	1.80E-04	2.13E-04	4.11E-04	1.20E-03
$^{34}\text{S}$	5.11E-04	4.16E-04	1.02E-03	3.74E-03
$^{36}\text{S}$	3.31E-07	5.67E-07	9.40E-07	9.90E-07
$^{36}\text{Ar}$	5.55E-03	6.86E-03	1.40E-02	3.67E-02
$^{38}\text{Ar}$	1.43E-04	1.18E-04	3.61E-04	1.24E-03
$^{40}\text{Ar}$	4.52E-08	8.65E-08	2.54E-07	3.89E-07
$^{40}\text{Ca}$	4.49E-03	5.46E-03	1.10E-02	2.93E-02
$^{42}\text{Ca}$	3.70E-06	2.18E-06	8.11E-06	3.10E-05
$^{43}\text{Ca}$	3.78E-07	4.93E-07	6.45E-07	4.08E-07
$^{44}\text{Ca}$	1.30E-04	1.33E-04	2.44E-04	1.57E-04
$^{46}\text{Ca}$	2.46E-08	2.66E-08	1.10E-07	1.90E-07
$^{48}\text{Ca}$	1.19E-07	1.51E-07	1.81E-07	2.14E-07
$^{54}\text{Fe}$	8.40E-04	1.18E-03	1.94E-03	4.06E-03
$^{56}\text{Fe}$	8.06E-02	1.50E-01	2.00E-01	2.59E-01
$^{57}\text{Fe}$	2.05E-03	2.79E-03	3.83E-03	4.21E-03
$^{58}\text{Fe}$	3.93E-05	6.84E-05	7.77E-05	6.60E-05
$^{58}\text{Ni}$	5.66E-04	1.10E-03	1.69E-03	1.39E-03
$^{60}\text{Ni}$	2.75E-03	6.17E-03	7.02E-03	7.93E-03
$^{61}\text{Ni}$	8.43E-05	1.14E-04	1.31E-04	1.31E-04
$^{62}\text{Ni}$	5.49E-05	1.03E-04	1.16E-04	1.17E-04
$^{64}\text{Ni}$	1.82E-05	3.78E-05	4.87E-05	4.48E-05

Tabela 2.14: Massa produzida por HNe para várias massas progenitoras com metalicidade inicial  $Z = 0.004$  e  $E_{51} > 10$ . Adaptada de Nomoto *et al.* (2006).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )			
	20	25	30	40
$^{16}\text{O}$	7.88E-01	2.07E+00	3.82E+00	6.80E+00
$^{17}\text{O}$	1.03E-04	1.12E-04	1.20E-04	1.57E-04
$^{18}\text{O}$	6.68E-04	7.80E-04	4.38E-05	6.51E-04
$^{20}\text{Ne}$	1.42E-01	6.35E-01	4.92E-01	1.15E+00
$^{21}\text{Ne}$	3.12E-04	3.57E-04	4.13E-04	8.62E-04
$^{22}\text{Ne}$	1.42E-03	4.54E-03	3.00E-03	7.99E-04
$^{24}\text{Mg}$	8.10E-02	2.27E-01	1.91E-01	4.01E-01
$^{25}\text{Mg}$	1.64E-03	4.77E-03	4.94E-03	9.65E-03
$^{26}\text{Mg}$	1.69E-03	5.26E-03	5.62E-03	1.01E-02
$^{28}\text{Si}$	1.04E-01	1.22E-01	3.56E-01	5.74E-01
$^{29}\text{Si}$	1.78E-03	2.27E-03	4.86E-03	6.63E-03
$^{30}\text{Si}$	1.99E-03	2.32E-03	4.82E-03	7.37E-03
$^{32}\text{S}$	3.30E-02	4.02E-02	1.54E-01	2.30E-01
$^{33}\text{S}$	2.93E-04	3.05E-04	1.05E-03	1.52E-03
$^{34}\text{S}$	1.39E-03	1.25E-03	4.79E-03	7.22E-03
$^{36}\text{S}$	5.15E-06	2.31E-06	8.74E-06	1.23E-05
$^{36}\text{Ar}$	4.40E-03	6.02E-03	2.28E-02	3.40E-02
$^{38}\text{Ar}$	4.28E-04	3.78E-04	1.78E-03	2.48E-03
$^{40}\text{Ar}$	1.46E-06	3.81E-07	2.87E-06	1.93E-06
$^{40}\text{Ca}$	3.06E-03	4.69E-03	1.67E-02	2.55E-02
$^{42}\text{Ca}$	1.09E-05	9.19E-06	4.44E-05	5.81E-05
$^{43}\text{Ca}$	1.09E-06	9.55E-07	1.12E-06	2.18E-06
$^{44}\text{Ca}$	2.86E-05	1.06E-04	1.12E-04	2.26E-04
$^{46}\text{Ca}$	2.35E-07	1.43E-07	6.94E-07	4.28E-07
$^{48}\text{Ca}$	1.07E-06	6.03E-07	9.78E-07	1.36E-06
$^{54}\text{Fe}$	8.16E-04	1.17E-03	3.00E-03	4.97E-03
$^{56}\text{Fe}$	3.11E-02	8.32E-02	1.53E-01	2.73E-01
$^{57}\text{Fe}$	9.93E-04	1.93E-03	3.31E-03	6.26E-03
$^{58}\text{Fe}$	5.48E-05	1.62E-04	1.77E-04	2.84E-04
$^{58}\text{Ni}$	3.00E-04	9.15E-04	9.42E-04	1.51E-03
$^{60}\text{Ni}$	1.01E-03	2.97E-03	4.92E-03	8.28E-03
$^{61}\text{Ni}$	1.50E-04	9.23E-05	2.93E-04	3.60E-04
$^{62}\text{Ni}$	1.23E-04	1.72E-04	2.78E-04	6.21E-04
$^{64}\text{Ni}$	1.66E-05	8.07E-05	1.10E-04	2.66E-04



Tabela 2.15: Massa produzida por HNe para várias massas progenitoras com metalicidade inicial  $Z = 0.02$  e  $E_{51} > 10$ . Adaptada de Nomoto *et al.* (2006).

Isótopos	Massa sintetizada ( $M_{\odot}$ )			
	20	25	30	40
$^{16}\text{O}$	9.80E-01	2.18E+00	2.74E+00	7.05E+00
$^{17}\text{O}$	9.49E-04	1.34E-03	1.68E-03	9.69E-04
$^{18}\text{O}$	3.98E-03	8.37E-02	2.79E-03	1.04E-02
$^{20}\text{Ne}$	2.92E-01	6.47E-01	5.41E-01	1.74E+00
$^{21}\text{Ne}$	1.98E-03	1.70E-03	2.57E-03	5.19E-03
$^{22}\text{Ne}$	8.81E-03	1.66E-02	1.13E-02	1.07E-02
$^{24}\text{Mg}$	6.88E-02	2.08E-01	1.68E-01	3.29E-01
$^{25}\text{Mg}$	1.12E-02	2.42E-02	2.18E-02	5.82E-02
$^{26}\text{Mg}$	7.50E-03	2.11E-02	2.36E-02	5.93E-02
$^{28}\text{Si}$	9.41E-02	1.24E-01	2.67E-01	3.28E-01
$^{29}\text{Si}$	2.95E-03	8.30E-03	1.08E-02	1.70E-02
$^{30}\text{Si}$	3.49E-03	1.10E-02	1.50E-02	1.97E-02
$^{32}\text{S}$	4.75E-02	4.35E-02	1.08E-01	1.40E-01
$^{33}\text{S}$	5.28E-04	6.07E-04	1.42E-03	1.73E-03
$^{34}\text{S}$	3.77E-03	4.36E-03	1.40E-02	1.69E-02
$^{36}\text{S}$	1.30E-05	2.23E-05	5.90E-05	8.41E-05
$^{36}\text{Ar}$	7.35E-03	6.63E-03	1.41E-02	1.98E-02
$^{38}\text{Ar}$	1.22E-03	5.80E-04	4.51E-03	5.14E-03
$^{40}\text{Ar}$	3.19E-06	3.30E-06	1.36E-05	8.04E-06
$^{40}\text{Ca}$	4.99E-03	5.67E-03	9.29E-03	1.42E-02
$^{42}\text{Ca}$	3.53E-05	1.34E-05	1.12E-04	1.24E-04
$^{43}\text{Ca}$	2.84E-06	3.57E-06	6.10E-06	7.56E-06
$^{44}\text{Ca}$	5.12E-05	9.93E-05	1.28E-04	4.13E-04
$^{46}\text{Ca}$	9.08E-07	1.33E-06	2.39E-06	3.71E-06
$^{48}\text{Ca}$	2.95E-06	2.77E-06	1.23E-05	2.69E-06
$^{54}\text{Fe}$	3.79E-03	2.12E-03	4.03E-03	5.89E-03
$^{56}\text{Fe}$	3.57E-02	8.87E-02	1.04E-01	2.77E-01
$^{57}\text{Fe}$	1.22E-03	2.83E-03	4.11E-03	8.90E-03
$^{58}\text{Fe}$	4.24E-04	7.36E-04	1.76E-03	1.36E-03
$^{58}\text{Ni}$	1.52E-03	2.12E-03	3.37E-03	7.14E-03
$^{60}\text{Ni}$	1.20E-03	3.14E-03	3.33E-03	1.12E-02
$^{61}\text{Ni}$	2.43E-04	2.97E-04	9.10E-04	8.55E-04
$^{62}\text{Ni}$	3.69E-04	8.87E-04	8.34E-04	2.97E-03
$^{64}\text{Ni}$	1.60E-04	5.10E-04	6.97E-05	1.95E-03

# Capítulo 3

## Amostra, Redução de Dados e Metodologia

Neste capítulo apresentamos os procedimentos para a seleção da amostra, o tratamento dos dados e a metodologia utilizada. Assim, na seção 3.1 descrevemos as propriedades requeridas para definir a amostra deste estudo e na seção 3.2 apresentamos procedimento do tratamento dessa amostra. Por fim, a seção 3.3 expõe a metodologia empregada.

### 3.1 Seleção da Amostra e Preparação dos Dados

Todas as observações utilizadas nesse trabalho são selecionadas do repositório de arquivos de dados HEASARC <sup>1</sup>. A amostra consiste em 19 observações de aglomerados e grupos de galáxias do tipo CC do satélite *Suzaku*, nos quais possuem *redshift* de aproximadamente 0.005 à 0.05. A espectroscopia é obtida através do Espectrômetro de Imagem em Raios-X chamado XIS (*X-ray Imaging Spectrometer*), no qual cada uma das observações podem ser compostas de até 4 instrumentos, sendo eles: XIS0, XIS1, XIS2, quando disponível, e XIS3. Além disso, as observações selecionadas detém o maior tempo de exposição possível para um determinado aglomerado ou grupo de galáxias.

A Tabela 3.1 refere-se aos AGs e GGs que compõem a amostra, no qual as suas principais informações está descrita na tabela: nomes, coordenadas equatoriais (AR e DEC), *redshift* ( $z$ ) do AG retirado do site NED/NASA <sup>2</sup>, o número de identificação de observação (ObsID) e o tempo aproximado de observação.

---

<sup>1</sup>High Energy Astrophysics Science Archive Research Center. Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/>.

<sup>2</sup>NASA/IPAC Extragalactic Database. Disponível em: <https://ned.ipac.caltech.edu/>.

Tabela 3.1: *Amostra de aglomerados e grupos de galáxias*

<i>Nome</i>	<i>AR<sup>a</sup></i>	<i>DEC<sup>a</sup></i>	<i>z</i>	<i>ObsID<sup>b</sup></i>	<i>Tempo de Exposição (ks)<sup>c</sup></i>
NGC 5846 Group	15 06 29.62	+01 36 09.0	0.005711	803042010	155,9
NGC 4472 Group	12 29 46.58	+08 00 18.0	0.004380	801064010	121,0
HCG62	12 53 05.76	-09 12 07.9	0.014720	800013020	114,8
Ophiuchus Cluster	17 12 26.23	-23 22 44.4	0.028000	802046010	100,5
NGC 1550 Group	04 19 47.71	+02 24 37.8	0.012000	803017010	83,3
Abell 3581	14 07 37.99	-27 01 11.6	0.023000	807026010	80,4
NGC 507 Group	01 23 38.52	+33 15 35.3	0.016458	801017010	79,5
Perseus Cluster	03 19 49.30	+41 30 14.0	0.017900	800010010	50,4
Abell 496	04 33 39.50	-13 16 44.8	0.032900	803073010	44,3
Abell 3571	13 47 26.98	-32 51 08.6	0.039100	808094010	38,3
Abell 262	01 52 46.13	+36 09 32.8	0.017420	802001010	37,2
NGC 2300 Group	07 31 15.79	+85 41 47.4	0.007000	804030010	37,1
Centaurus Cluster	12 48 48.29	-41 18 47.5	0.011400	800014010	36,5
MKW4 Cluster	12 04 32.88	+01 54 50.8	0.02	808066010	34,6
NGC 5044 Group	13 15 24.10	-16 23 23.6	0.008209	801046010	19,7
AWM7 Cluster	02 54 31.44	+41 35 35.9	0.017239	801035010	19,0
NGC 6338 Group	17 15 15.10	+57 25 14.9	0.028236	809099010	15,5
UGC03957 Group	07 40 58.39	+55 25 44.4	0.033979	801072010	10,8

<sup>a</sup> AR significa ascensão reta e DEC significa declinação, ambas estão referidas ao equinócio J2000. Enquanto RA é escrito em unidades de horas, minutos e segundos (hh:mm:ss), o DEC está em graus, minutos e segundos (dd:mm:ss);

<sup>b</sup> ObsID é o número de identificação único de observação com 9 dígitos;

<sup>c</sup> Tempo de Exposição é dados em quilo segundos.

## 3.2 Redução dos Dados

Em linhas gerais, o processo de redução de dados envolve a calibração e filtragem dos dados, seleção de regiões, extração de espectros, criação das respostas instrumentais, agrupamento dos canais espectrais, seleção de *background*. Os ajustes espectrais individuais estão descritos em detalhes na seção 3.3.

### 3.2.1 Descrição da Redução dos Dados

A calibração e filtragem dos dados lida com uma ferramenta de reprocessamento chamada *aepipeline*<sup>3</sup>, que permite ao usuário (i) executar todo ou parte do processamento de calibração e filtragem e (ii) manipular os arquivos de calibração e os critérios de filtragem (*screening*) utilizados. A fim de obter a melhor resolução de energia (*energy resolution*) para nossa análise, desconsideramos a grade 6 (Arida, 1991). Ao longo da redução, percebemos que a exclusão desta grade afetava os resultados para AGs com temperaturas altas ( $\geq 5\text{keV}$ ), por conta disso, decidimos retornar aos critérios de seleção padrão<sup>4</sup>. Outro ponto relevante nessa etapa é a combinação dos Modos de Edição dos Dados (*Editing Mode Data*) 3x3 e 5x5, quando disponíveis, é possível converter o arquivo de eventos do modo 5x5 no modo 3x3 com a finalidade de adquirir uma melhor estatística. As observações realizadas pelo XIS possuem fontes de calibração de  $^{55}\text{Fe}$  que emitem fortemente linhas de Mn  $K\alpha$  e  $K\beta$  em 5.9keV e 6.5keV (Pottschmidt, 2015). Essas regiões de calibração são removidas de todas as observações. Durante essa etapa, é necessário encontrar as coordenadas das fontes de calibração nas observações e no *background*, essas são implementadas por meio do comando *coordpnt*<sup>5</sup>. A informação para tal transformação consta no parâmetro *PANOM* (Ebisawa, 2005), que é o ângulo de rotação feita pelo satélite para o Norte a DETY<sup>6</sup> em graus, encontrado no cabeçalho (*header*) dos arquivos *FITS*.

O critério de seleção dos clusters e a geração de regiões leva em consideração os raios característicos dos aglomerados CC *cool core* ( $r_{cc}$ ) dos AGs, onde  $r_{cc}$  é o raio em que a temperatura central do aglomerado é  $\approx 2-3$  vezes menor do que a temperatura da periferia do aglomerado, onde o tempo de resfriamento é menor que a idade do Universo, e a Função de Espalhamento Pontual (*Point Spread Function - PSF*) do

---

<sup>3</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/fertools/caldb/help/aepipeline.html>.

<sup>4</sup>Disponível em: [https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/processing/criteria\\_xis.html](https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/processing/criteria_xis.html).

<sup>5</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/fertools/caldb/help/coordpnt.html>

<sup>6</sup>Juntamente com o DETX formam os eixos da coordenada de detecção. Essa coordenada expressa a posição física dos pixels no CCD. Os valores que DETX e DETY podem assumir estão entre 0 e 1024 para o instrumento XIS (Pottschmidt, 2015).

Suzaku. Os  $r_{cc}$  são obtidos tanto por artigos na literatura que disponibilizam esse tipo de informação quanto pelo perfil radial de temperatura dos AGs, por exemplo como nos listados no site ACCEPT <sup>7</sup>. Note que medir diretamente o  $r_{cc}$  com o Suzaku seria impreciso dada a baixa resolução espacial para tal. Para obtenção de uma distribuição geral dos parâmetros de abundâncias individuais elementares para cada AG, foram selecionadas três regiões (interna, externa e total), nas quais são extraídos os espectros e seus respectivos arquivos de evento utilizando a ferramenta *XSELECT v2.4d.*

Ao final desse processo, as respostas instrumentais (ver seção 1.5) são geradas pelos comandos *xisrmfgen* e *xissimarfgen*, o Arquivo de Matriz de Redistribuição (*Redistribution Matrix File - RMF*) e o Arquivo de Resposta Auxiliar (*Auxiliary Response File - ARF*), respectivamente. A resposta instrumental é o produto dos dois.

Na maioria dos casos, o agrupamento de canais é uma ferramenta opcional. No entanto, em raios-X se torna inevitável o agrupamento de canais devido ao número limitado de fótons contabilizados, melhorando a estatística do ajuste espectral. Como temos um grande número de fótons em todas as regiões, utilizamos o comando *grppha* para essa tarefa, garantindo que cada conjunto de canais (*bin*) contenha no mínimo 10 contagens.

O *background* empregado é uma observação na direção do Polo Eclíptico Norte (*North Ecliptic Pole - NEP*) que refere-se a uma região do céu quase totalmente livre de fontes. Esse *background* consta no mesmo repositório de dados das observações, com o número de identificação de observação (ObsID) igual a 100018010.

### 3.2.2 Passo a passo da Redução de Dados

Neste parágrafo, as etapas da redução dos dados pode ser resumida envolvendo os seguintes passos. Partindo do diretório raiz nomeado "a262", o início do procedimento consiste em:

1. Calibrar e filtrar as observações com o comando *aepipeline*: *aepipeline indir=a262/ObsID outdir=a262/aepipeline entry\_stage=1 exit\_stage=2 steminputs=aeObsID stemoutputs=nome\_do\_cluster instrument=XIS clobber=yes*, onde *indir* e *outdir* são os diretórios contendo os dados de entrada e de saída, respectivamente. Os termos *entry\_stage* e *exit\_stage* são os estágios de entrada e saída, em que 1 indica que os arquivos não filtrados são recalibrados e 2 que os arquivos de saída estão filtrados. Os termos *steminputs* e *stemoutputs*

---

<sup>7</sup>Disponível em: <https://web.pa.msu.edu/astro/MC2/accept/>.

são os nomes dos arquivos FITS de entrada do diretório a262/ObsID (nesse caso, steminputs=ae802001010) e saída no diretório a262/aepipeline, respectivamente. O termo *instrument* (instrumento) indica ao instrumento utilizado. Por fim, o termo *clobber* indica que ao refazer o comando *coordpnt* todos os arquivos de saída gerado serão sobrescritos;

2. Usando o *XSELECT* com os comandos: *read events "nome\_do\_cluster\_xi0\_0\_3x3\*\*\*\_cl.evt nome\_do\_cluster\_xi0\_0\_5x5\*\*\*\_cl.evt"*, é lido os arquivos FITS. O comando *extract all* extrai a imagem, curva de luz e espectro dos arquivos FITs. Os arquivos *FITS* 3x3 e 5x5 são combinados de modo a produzir um único arquivo *FITS*. Com os comandos *plot image*, *plot spectrum* e *plot curve* verifica-se se a imagem, o espectro e a curva de luz do aglomerado Abell 262 estão como esperadas. Isto é feito com os comandos *plot image*, *plot spec* e *plot curve*. Adiante, para salvar o espectro e o arquivo de evento usamos os comandos *save spectrum x0.pha* e *save event x0.evt*, respectivamente;
3. Após isso, o passo (2) é repetido tanto para os instrumentos restantes quanto para o NEP (*background*) desse aglomerado;
4. A partir do *background*, criamos regiões para a extração das fontes de calibração usando o *SAOImage DS9*. O comando *convert* converte um arquivo de entrada de um sistema de coordenadas em outro, esse arquivo de entrada pode ser uma região, como neste caso. Utilizamos o comando *coordpnt* para:
  - 4.1. Transformar as coordenadas do NEP de RADEC (coordenadas equatoriais) para DET (coordenadas de detecção, posições físicas dos pixels dentro de cada sensor): *coordpnt input="x0\_bgd.reg" outfile="x0\_bgd\_det.reg" telescope="SUZAKU" instrume="XIS0" ra=RA\_NOM dec=DEC\_NOM roll=PA\_NOM teldeffile="CALDB" startsys=RADEC stopsys=DET clobber=yes mode="hl"*. Os termos *infile* e *outfile* são os arquivos da região que se deseja fazer a transformação de coordenadas. De forma que os termos *startsys* (*start system*) e *stopsys* (*stop system*) são os sistemas de coordenadas em que as regiões de entrada e saída possuem. Os termos *telescope* e *instrume* indicam o telescópio e o instrumento utilizado. Os termos *ra* (ascensão reta), *dec* (declinação) e *roll* (ângulo da posição) são referentes ao NEP e encontrados no *header* do arquivo FITS. O termo *teldeffile* refere-se ao banco de dados de calibração do HEASARC. Por fim, o termo *mode* refere-se como é consultado o arquivo de parâmetro;
  - 4.2. Após isso, transformamos as coordenadas do NEP para as coordenadas da observação, de DET para RADEC: *coordpnt input="x0\_-*

*bgd\_det.reg*” *outfile*=”*x0\_source\_wcs.reg*” *telescope*=”*SUZAKU*” *instrument*=”*XIS0*” *ra*=*RA\_NOM* *dec*=*DEC\_NOM* *roll*=*PA\_NOM* *teldeffile*=”*CALDB*” *startsys*=*DET* *stopsys*=*RADEC* *cllobber*=*yes* *mode*=”*hl*”. Nesse caso os valores de *ra* (ascensão reta), *dec* (declinação) e *roll* (ângulo da posição) são referentes à observação e encontrados no *header* do arquivo FITS. Em sequência, a região gerada (*x0\_source\_wcs.reg*) possui uma rotação em função da diferença dos *PA\_NOM* entre a observação e o NEP;

- 4.3. O valor da diferença entre o ângulo de posição da observação e do NEP,  $PA\_NOM(\text{observação}) - PA\_NOM(\text{NEP})$ , é somado em cada um dos ângulos a fim de compensar a rotação da região *x0\_source\_wcs.reg*.
5. Seguidamente, executamos todo o procedimento em (4) para as observações dos demais instrumentos.
6. Como descrito na seção 3.2.1, criamos 3 regiões para cada observação de acordo com o raio *cool core* e a *PSF*. A região interna varia radialmente do centro de raios-X a  $1.5' - 4'$ , a região externa anular varia de  $4' - 8'$ , enquanto a região total engloba radialmente tudo dentro de  $8'$ .
7. Logo, (7) essas regiões são transformadas para as coordenadas do NEP com o *coordpnt*, similar ao passo (4). De forma que transformamos uma determinada região de coordenadas equatoriais para coordenadas de detecção. Posteriormente, transformamos do sistema de coordenadas de detecção para coordenadas equatoriais da observação. Como todas são regiões circulares, não é necessário considerar a diferença entre os ângulos, tal como no passo (4.3).
8. O passo (7) foi realizado para todos os instrumentos.
9. Em seguida, extraímos o arquivo de evento (*event file*) e o espectro para cada uma das regiões e para cada um dos instrumentos.
10. De maneira análoga, o passo (9) é realizado para o NEP.
11. Posteriormente, as respostas instrumentais (RMF e ARF) são gerados com os comandos:
  - 11.1. O comando *xisrmfgen* gera o arquivo RMF com *xisrmfgen x0\_int.pha x0\_int.rmfi*, onde *x0\_int.pha* é o espectro do instrumento XIS0 para a região interna e *x0\_int.rmfi* é o arquivo RMF gerado para esse espectro.

11.2. O comando *xissimarfgen* gera o arquivo ARF com *xissimarfgen instrume=XIS0 pointing=AUTO source\_mode=J2000 source\_ra=RA-NOM source\_dec=DEC-NOM region\_mode=SKYREG num\_region=1 regfile1=nome\_do\_cluster.int.reg arffile1=x0.int.arf limit\_mode=NUM-PHOTON num\_photon=200000 phafile=x0.int.pha detmask=none gtifile=x0.evt attitude=a262/ObsID/auxil/aeObsID.att rmffile=x0.int.rmfile estepfile=medium*, onde *pointing* indica como a direção da observação é calibrada, se usando a *attitude* do telescópio ou algum ponto de referência. Quando configurado para *AUTO* e um arquivo de altitude (parâmetro *attitude*), a referência da direção é calibrada. O termo *source\_mode* refere-se ao sistema de coordenadas em que o espectro possui. Se configurado para *J2000*, a ascensão reta e declinação em graus devem ser inseridos nos parâmetros *source\_ra* e *source\_dec*. O termo refere-se ao sistema de coordenadas em que a região *regfile1* possui, onde *regfile1* é a região em que o espectro foi extraído da observação. O termo *num\_region* é o número de regiões para as quais o ARF é gerado. O termo *arffile1* é o ARF gerado e *rmffile* é o RMF gerado anteriormente, ambos são as respostas instrumentais para o espectro do aglomerado na região interna, definido no termo *phafile*. O termo *limit\_mode* quando definido como *NUM-PHOTON* determina o número de fótons para cada *bin* de energia. O valor utilizado foi de cerca de 200.000 fótons. O termo *gtifile* são os intervalos de tempo utilizados e contido no arquivo de eventos da observação. O termo *detmask* refere-se a um arquivo de imagem de máscara, feita para excluir a região de calibração. No entanto, já fizemos isso no item (4).

12. O passo (11) é repetido para todos os instrumentos e regiões considerados.
13. Os espectros agrupados com 10 contagens por *bin* são gerados com o comando: *grppha, x0.int.pha, x0.int-gr.pha, group min 10, exit*.
14. Por fim, os ajustes espectrais individuais são efetuados com o intuito de verificar se há alguma interferência sistemática. Daqui em diante, podemos iniciar os ajustes espectrais individuais para a amostra.

### 3.3 Metodologia

Nesta seção abordaremos a seleção dos modelos disponíveis no *XSPEC* (Arnaud, 1996) de absorção fotoelétrica e o modelo utilizado para descrever a emissão da AGN. Além disto, trataremos o processo para a obtenção da abundâncias elementares da



amostra, a partir dos espectros, *background* e matrizes de respostas, a obtenção desses está detalhada na seção 3.2.

### 3.3.1 Modelo de AGN

Para uma descrição mais adequada do ajuste espectral dos dados, propomos um modelo que descreva a emissão de AGN, para aqueles AGs que possuem uma galáxia central que esteja ativa. O modelo para a emissão em raios-X da AGN é uma lei de potência <sup>8</sup>. No *XSPEC*, utilizamos a expressão a seguir,

$$A(E) = KE^{-\alpha} \quad (3.1)$$

onde  $K$  é a normalização fótons/keV/cm<sup>2</sup>/s em 1 keV e  $\alpha$  é índice de fótons da lei de potência (adimensional).

Com a intenção de não acrescentar nenhum viés nos resultados, fixamos o índice no valor medido precisamente pelo satélite HITOMI na galáxia NGC 1275,  $\alpha = 1.9$  (Zoghbi *et al.*, 2017). Geralmente, esse se considera que índice possui valores médios um pouco menores (entre 1.6-1.8), mas essa diferença não tem impacto significativo em nossos resultados. A normalização esteve livre durante os ajustes espectrais para quantificarmos a parcela da contribuição da emissão da AGN. No geral, a normalização é inexpressiva em relação a normalização da emissão do contínuo, porém possui grande importância para obtermos melhores ajustes.

### 3.3.2 Modelos de comparação para absorção fotoelétrica

Um dos fatores importantes na interação dos fótons de raios-X com a matéria é a absorção fotoelétrica por hidrogênio neutro distribuído na nossa Galáxia, como descrita na seção 1.2. Se não tomada em conta, a absorção provoca um decréscimo de fótons na região suave (0.5-1 keV) do espectro, diminuindo artificialmente a temperatura estimada do ICM.

No pacote de análise espectral *XSPEC*, há diversas opções de modelos de absorção fotoelétrica (Arnaud *et al.*, 2017). Com o intuito de obter a melhor descrição dos resultados, confrontamos os modelos de absorção fotoelétrica implementados.

---

<sup>8</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual/node205.html>

Os modelos disponíveis são: *phabs*<sup>9</sup>, *tbabs*<sup>10</sup>, *wabs*<sup>11</sup> e seus derivados. Testamos regiões internas, externas e total com todos os modelos.

O critério para determinar o melhor modelos baseia-se nos valores nominais esperados para a coluna de hidrogênio (nH) e a temperatura relacionada a energia kT de acordo com a literatura e no valor do qui-quadrado reduzido.

O modelo *phabs* não apresentou melhores valores para nenhum dos critérios acima. À medida que o modelo *tbabs* apresenta melhores valores de nH, o modelo *wabs* apresenta os melhores ajustes espectrais (qui-quadrado reduzido). O modelo *tbabs* fornece um nH que não é sensível ao cálculo da abundância de oxigênio, talvez mostrando que este modelo não seja o mais coerente para a descrição dos dados. Além disso, a temperatura do modelo *wabs* é mais próxima do valor nominal do que a temperatura encontrada quando usamos o *tbabs*. Dessa maneira, escolhemos o modelo *wabs* para incluir a parcela devido à absorção fotoelétrica.

### 3.3.3 Idiossincrasias de Calibração com o XIS 1

Os ajustes espectrais individuais são realizados para obter os primeiros resultados das abundâncias elementares dos AGs como um teste da coerência dos resultados. Igualmente, esses primeiros resultados fornecem um guia para estudarmos separadamente as observações realizadas pelos diferentes instrumentos. Por exemplo, enquanto o instrumento XIS 1 é *back-side iluminated*, os instrumentos restantes (XIS 0, 2 & 3) são *front-side iluminated*. Essa característica poderia atribuir resultados distintos entre eles. Por isso, efetuamos esses ajustes espectrais individuais para garantir que esse tipo de comportamento, mesmo que ínfimo, pudesse ser constatado.

Efetuamos esses ajustes para todos os instrumentos, quando disponíveis, conforme descrito na seção 3.3.4. Para tratar as medidas de abundâncias independentes entre si, prosseguimos apenas com o ajuste espectral individual para cada instrumento, separadamente um dos outros.

### 3.3.4 Ajustes espectrais individuais

Nesta subseção obteremos as abundâncias elementares no ambiente do *XSPEC* para plotar os espectros frente ao modelo proposto. Esta análise utiliza os espectros agrupados, o background e as respostas instrumentais, descritos na seção 3.2.2, de cada uma das regiões (interna, externa e total) para cada um dos instrumentos (XIS

---

<sup>9</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual/node241.html>

<sup>10</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual/node251.html>

<sup>11</sup>Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual/node254.html>

0, 1, 2 & 3).

Para o estudo de metalicidades é necessário obter linhas espectrais bem resolvidas para determinação de abundâncias. A metodologia básica aplicada abarca o uso de pacotes de análise de dados com espectroscopia em raios-X, tais como: HEAsoft, FV, SAOImage DS9, entre outros, além do uso de ferramentas, como: *nH Column Density* (Densidade da coluna nH). Esta parte da metodologia dispõe desses recursos.

Os ajustes espectrais tipicamente usando uma variante do espectro *Bremsstrahlung* com emissão de linha (modelo *vapec*) com o pacote *XSPEC v.12.10* produzindo uma matriz de resultados das características físicas do gás e, em particular, das abundâncias para as regiões dos AGs. Nas regiões internas, se adicionou o modelo de lei de potência mencionado acima para tomar em conta da emissão do núcleo ativo de galáxias (AGN) no centro das galáxias centrais dominantes (cD), como discutido em 3.3.1. Para todas regiões o modelo de absorção mencionado previamente devido ao hidrogênio neutro na nossa galáxia foi aplicado, como mostra a seção 3.3.2. Em suma, enquanto o modelo empregado para descrever as regiões interna e total é descrito por  $wabs*(powerlaw + vapec)$ , o modelo para região externa é  $wabs*vapec$ . Partindo do princípio que todos os instrumentos observam a mesma região do céu para uma mesma observação, o intuito do ajuste individual é a capacidade de investigar possíveis diferenças de calibração entre os instrumentos disponíveis. Para este fim, os ajustes espectrais individuais obtêm abundâncias elementares para um mesmo valor inicial de *redshift* e de densidade da coluna de hidrogênio para cada AG. Diante disso, o ajuste é realizado, as medidas e os erros são obtidos com intervalo de confiança de  $1\sigma$ , para mais detalhes ver seção 3.3.5. Quando necessário foi feita uma simetriação dos erros, como a seção 3.3.6. Uma média ponderada pelo erro é realizada como descrito na seção 3.3.7, com o propósito de obter um valor médio para cada AG ou GG de acordo com a confiabilidade da medida. Após isso, foram selecionados apenas modelos de explosões de SNe com *yields* (ver seção 2.3) para a comparação com a matriz de resultados obtida anteriormente. Assim, geramos gráficos de distribuição espacial de *yields* encontrados em AGs e GGs da amostra e propostos pelos modelos, com o intuito de compará-los e discriminar quais modelos são mais semelhante com os dados.

Vale notar que os ajustes realizados neste trabalho fornecem a distribuição de abundâncias projetadas (2D). Uma perspectiva futura é deprojetar (3D) ao realizar os ajustes da região interna considerando a contaminação da região externa na região interna.

### 3.3.5 Abundâncias medidas com o *XSPEC*

Nesta seção apresentamos as abundâncias numéricas obtidas no programa *XSPEC* (Arnaud, 1996), com o intuito de tornar mais familiar a conversão que será feita para os modelos selecionados.

Abundâncias obtidas pelo *XSPEC* são abundâncias numéricas dos elementos de interesse O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe e Ni, normalizada pela abundância no valor solar (no nosso caso escolhemos abundância fotosférica (Anders e Grevesse, 1989) usando o comando *abund*), em relação a abundância numérica do H, dada por

$$A(Fe) = \frac{\left[ \frac{\#A(Fe)}{\#A(H)} \right]_{obs}}{\left[ \frac{\#A(Fe)}{\#A(H)} \right]_{\odot}}, \quad (3.2)$$

onde  $\#A(Fe)$  e  $\#A(H)$  são as abundâncias numéricas do Fe e do H, respectivamente; os subíndices *obs* e  $\odot$  indicam a medida desse valor de abundância para o aglomerado considerado e para o Sol, respectivamente;  $A(Fe)$  é a abundância numérica de Fe obtida pelo *XSPEC* para o mesmo aglomerado, como definido na equação 2.1.

### 3.3.6 Simetrização dos erros

Uma quantidade razoável dos erros obtidos na etapa do ajuste espectral individual continham erros estatísticos assimétricos para um intervalo de confiança de  $1\sigma$ . Optamos por simetrizar os erros fornecidos a fim de simplificar os cálculos.

Tal simetrização foi calculada para cada abundâncias em cada região de cada um dos AGs da amostra. Para uma medida de abundância numérica  $x_{-\delta x_j}^{+\delta x_i}$  de um elemento obtida pelo *XSPEC*, a simetrização dos erros utilizada é expressa simplesmente por

$$x_{sim} = \frac{\delta x_i + \delta x_j}{2}; \quad (3.3)$$

$$\delta x_{sim} = \frac{\delta x_i - \delta x_j}{2}, \quad (3.4)$$

onde  $x_{sim}$  é a medida de abundância numérica simetrizada do mesmo elemento;

$\delta x_{sim}$  é o erro associado à medida  $x_{sim}$ ;  $\delta x_i$  e  $\delta x_j$  são os erros assimétricos superior e inferior do elemento considerado, respectivamente.

Da mesma maneira essa simetrização é feita para todos os elementos considerados de todos os instrumentos disponíveis. No entanto, agora o intervalo de confiança é simétrico e podemos calcular uma média ponderada considerando a precisão de cada uma das medidas. A próxima seção (3.3.7) descreve com detalhes como essa média é calculada.

### 3.3.7 Média ponderada pelo erro

Após todos os passos mencionados e logo após a obtenção das abundâncias elementares individuais (ver seção 3.3.4), os valores de abundâncias elementares individuais médias são calculados. Nesta subseção, apresentamos como esta média foi calculada e a sua importância para esse estudo.

Primeiramente, é importante entender o motivo de adotarmos esse tipo de média. Para um aglomerado da nossa amostra para uma das três regiões temos um conjunto de 3-4 valores e seus respectivos erros, dependendo dos instrumentos disponíveis. Assim, o conjunto de dados dos distintos instrumentos é composto de elementos medidos com melhores ou piores precisões. Portanto, uma média realística envolveria um peso relacionado às incertezas individuais.

O método de *likelihood* é aplicado a uma distribuição gaussiana, de forma a obter o conjunto de parâmetros com maior probabilidade (Arnaud *et al.*, 2017).

Nessa circunstância, expressamos quantitativamente isso ao assumir uma distribuição gaussiana com uma única média  $\mu$  mas um desvio padrão  $\sigma$  para cada um dos elementos do conjunto de dados. Para um elemento de valor  $x_i$  e seu respectivo erro, representado pelo desvio padrão  $\sigma_i$ , a média é calculada de forma a maximizar a *likelihood*, e consequentemente fornecer o valor da média ponderada mais provável (Bevington e Robinson, 2003). Por isso, a média ponderada é expressa por

$$\mu = \frac{\sum_i x_i/\sigma_i}{\sum_i 1/\sigma_i} = \frac{\sum w_i x_i}{\sum w_i}; w_i = 1/\sigma_i, \quad (3.5)$$

onde  $w_i$  é o peso da média ponderada.

Desta forma, o cálculo do erro referente a média é dado por

$$\sigma_{\mu}^2 = \frac{1}{\sum_i 1/\sigma_i^2}, \quad (3.6)$$

onde  $\sigma_i$  é o valor do erro associado a medida  $x_i$ .

Para esses cálculos foi utilizado um módulo no *python*. Por fim, esse passo foi repetido para toda a amostra e a média e seu respectivo erro foram calculados. Finalmente, cada valor representa a média entre os valores obtidos pelos instrumentos disponíveis pesadas pela confiabilidade dos seus erros. Estes valores estão representada por cada ponto nos gráficos dessa dissertação (ver capítulo 4).

# Capítulo 4

## Resultados e Discussões

Neste capítulo apresentamos os resultados obtidos a partir das abundâncias elementares previstas pelos modelos teóricos selecionados e das abundâncias elementares observadas da nossa amostra para as diferentes regiões observadas dos AGs.

Primeiramente, mostraremos os resultados obtidos pelos ajustes espectrais da nossa amostra, como apresentados nas Tabelas 4.1, 4.2 e 4.3, como descrito em 3.2.2. A Tabela 4.1 apresenta os resultados das abundâncias numéricas média obtidas pelos ajustes espectrais e seus respectivos erros para cada um dos AGs da nossa amostra, através do programa *XSPEC*, somente para região interna. As Tabelas 4.2 e 4.3 apresentam o mesmo, porém para as regiões externas e totais, respectivamente. Tais resultados compõem a região observacional do espaço de variabilidade e estão representadas nos gráficos como pontos. A Tabela 4.4 apresenta os valores observados em AGs e GGs da nossa amostra das regiões internas e externas. Estes resultados são calculados a partir de cada uma das abundâncias de cada objeto da amostra, com uma média ponderada no erro das medições. Esses valores estão representados como pontos (losango amarelo e magenta) em cada uma dos gráficos deste capítulo.

Em seguida, as razões de abundâncias previstas pelos modelos teóricos são incluídas, a partir da informação da massa solar ejetada por cada um dos isótopos, como descreve a seção 2.3. Tais razões populam a região teórica do espaço de variabilidade e estão representadas como linhas no gráficos, como pode ser visto no gráfico 4.1. Além disso, propomos um modelo heurístico para descrever uma região no espaço de variabilidade, definindo uma região mínima requerida que engloba todos os valores de razões de abundâncias da obtidos pela nossa amostra. O modelo heurístico é proposto com a intenção de ser um modelos padrão para uma descrição satisfatória dos resultados, quando os modelos teóricos não o descrevem razoavelmente. Por isso, ao mesmo tempo, o modelo heurístico pode caracterizar e quan-

tificar a consistência dentre os modelos teóricos selecionados com a nossa amostra, ao mesmo tempo que serve para uniformizar trabalhos de diferentes autores sobre a fração de contaminação por SN Ia e SNcc.

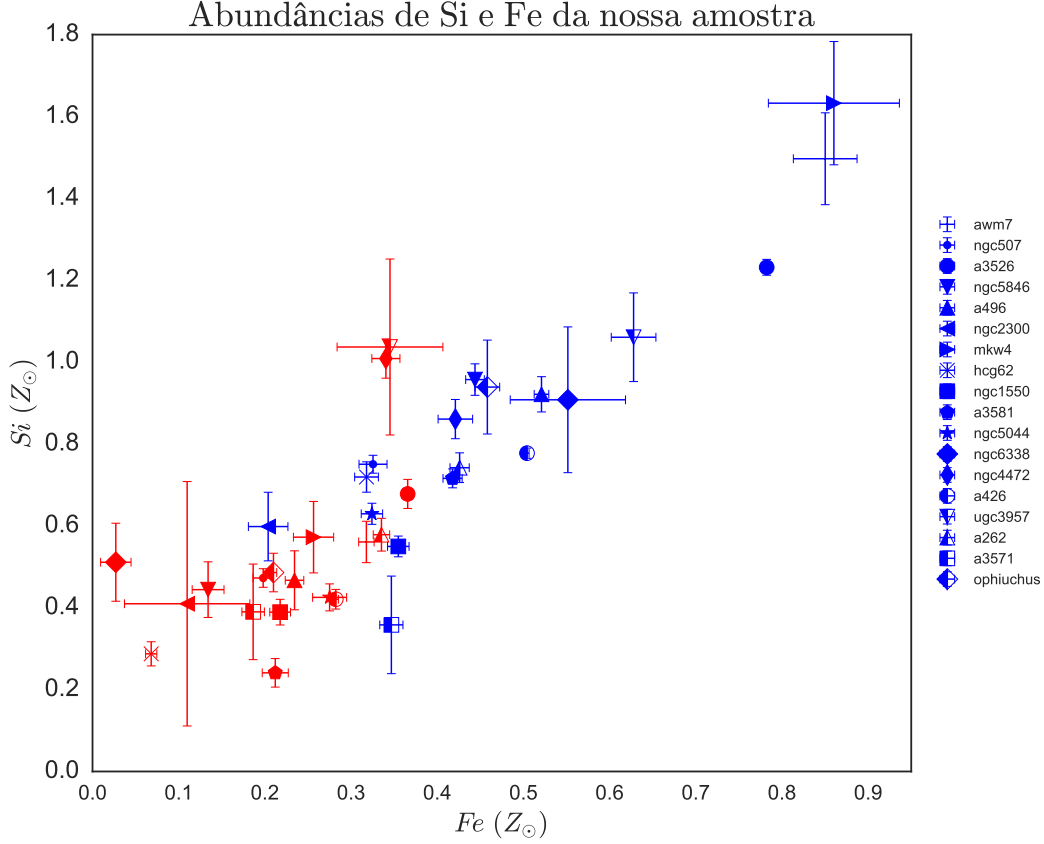


Figura 4.1: Resultados obtidos das abundâncias de Si e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos), representados por diferentes símbolos entre si. A cor diferencia a região interna (azul) e externa (vermelho) em que foi extraído os espectros em raios-X. Os valores de abundâncias estão normalizados por valores solares de Anders e Grevesse (1989). Esta representação será utilizada em todo os gráficos posteriormente mostrados. Os valores encontram-se nas tabelas 4.1 e 4.2.

Após isso, incluiremos gráficos dos espaços de variabilidades, em que vamos comparar cada uma das razões de abundâncias previstas pelos modelos com os obtidos pelas observações do ICM em raios-X.

O interesse em distinguir as regiões em internas, externas e total de um AG ou GG vem da evidência de que na região interna dos aglomerados do tipo CC, há uma contaminação de material ejetado por Supernovas do Tipo Ia. Enquanto regiões externas ao centro do aglomerado são dominadas por material ejetado de Supernovas do colapso do núcleo. Dessa forma para cobrir uma variação ampla do espaço de variabilidade essa separação deveria nos prover regiões onde a contaminação por SN Ia é máxima e mínima para cada AG ou GG.

Cada razão entre abundâncias atua como um indicador de consistência dos mo-



Tabela 4.1: Abundâncias numérica do ICM para região interna da amostra de AGs e GGs.

AGs e GGs	Ar	Ar_err	Ca	Ca_err	Fe	Fe_err	Mg	Mg_err	Ne	Ne_err	Ni	Ni_err	O	O_err	S	S_err	Si	Si_err
a262	0.88	0.15	0.95	0.22	0.426	0.011	0.599	0.059	0.52	0.11	0.87	0.13	0.069	0.041	0.768	0.048	0.742	0.036
a426	0.882	0.037	0.759	0.036	0.5042	0.0024	0.787	0.022	1.331	0.029	0.843	0.040	0.474	0.029	0.684	0.015	0.778	0.012
a496	0.89	0.13	0.79	0.13	0.5210	0.0085	0.933	0.077	1.58	0.11	0.74	0.14	0.435	0.099	0.795	0.053	0.921	0.043
a3526	1.113	0.069	1.37	0.085	0.7823	0.0052	0.756	0.033	1.540	0.056	1.618	0.061	0.0112	0.0071	1.156	0.026	1.232	0.019
a3571	0.93	0.35	0.52	0.22	0.347	0.013	0.47	0.21	0.088	0.064	0.42	0.17	0.30	0.19	0.50	0.15	0.36	0.12
a3581	0.893	0.098	0.85	0.15	0.418	0.011	0.568	0.035	0.537	0.093	1.01	0.08	0.644	0.054	0.588	0.030	0.716	0.023
awm7	1.29	0.31	1.52	0.34	0.850	0.037	1.37	0.19	1.16	0.27	2.25	0.34	0.27	0.14	0.98	0.13	1.50	0.11
hcg62	0.51	0.26	0.37	0.23	0.318	0.014	0.596	0.044	0.601	0.099	2.02	0.19	0.065	0.031	0.802	0.075	0.719	0.037
mkw4	1.64	0.47	1.14	0.63	0.860	0.076	0.70	0.19	1.52	0.57	1.88	0.48	0.700	0.220	1.29	0.16	1.63	0.15
ngc507	0.84	0.15	1.43	0.29	0.325	0.016	0.569	0.04	0.34	0.097	1.74	0.13	0.211	0.071	0.65	0.037	0.751	0.022
ngc1550	0.78	0.15	1.04	0.26	0.355	0.012	0.48	0.047	0.41	0.12	0.73	0.10	0.168	0.064	0.558	0.044	0.55	0.025
ngc4472	0.65	0.38	0.29	0.19	0.421	0.020	0.811	0.049	1.28	0.11	1.59	0.20	0.349	0.056	0.846	0.093	0.861	0.048
ngc5044	0.65	0.19	0.41	0.21	0.324	0.012	0.746	0.032	0.822	0.079	2.47	0.13	0.203	0.037	0.75	0.05	0.629	0.026
ngc5846	2.62	0.46	2.52	0.90	0.444	0.011	0.752	0.034	1.161	0.07	0.325	0.094	0.342	0.058	0.917	0.081	0.957	0.038
ngc6338	0.39	0.25	0.38	0.24	0.552	0.067	0.29	0.16	1.85	0.74	0.36	0.22	0.31	0.20	1.18	0.25	0.91	0.18
ophiuchus	1.43	0.30	0.72	0.28	0.458	0.014	0.71	0.20	1.35	0.32	0.62	0.22	0.31	0.20	1.09	0.13	0.94	0.11
ugc3957	1.59	0.34	1.19	0.34	0.628	0.026	1.28	0.17	0.73	0.21	1.40	0.35	0.45	0.17	0.94	0.14	1.06	0.11
ngc2300	0.80	0.47	0.80	0.16	0.204	0.023	0.456	0.086	0.74	0.16	0.23	0.14	0.21	0.12	0.90	0.21	0.598	0.084

Tabela 4.2: Abundâncias numérica do ICM para região externa para amostra de AGs e GGs.

AGs e GGs	Ar	Ar_err	Ca	Ca_err	Fe	Fe_err	Mg	Mg_err	Ne	Ne_err	Ni	Ni_err	O	O_err	S	S_err	Si	Si_err
a262	0.41	0.12	0.82	0.18	0.3353	0.0095	0.797	0.075	0.72	0.11	1.34	0.15	0.038	0.029	0.458	0.052	0.578	0.040
a426	0.579	0.074	0.522	0.071	0.2823	0.003	0.551	0.043	0.623	0.053	0.495	0.064	0.244	0.048	0.333	0.03	0.421	0.024
a496	0.85	0.23	0.49	0.22	0.234	0.011	0.99	0.13	0.85	0.17	1.26	0.23	0.015	0.014	0.345	0.082	0.467	0.072
a3526	0.55	0.11	0.57	0.11	0.3657	0.0067	0.689	0.062	0.807	0.078	0.75	0.12	0.025	0.014	0.497	0.044	0.678	0.035
a3571	1.11	0.36	0.077	0.059	0.186	0.013	0.73	0.21	0.047	0.032	0.38	0.21	0.78	0.26	0.31	0.14	0.39	0.12
a3581	0.22	0.11	0.66	0.28	0.212	0.015	0.139	0.057	0.28	0.14	0.132	0.079	0.125	0.073	0.236	0.055	0.241	0.035
awm7	0.74	0.16	0.5	0.13	0.3178	0.0089	0.87	0.098	0.43	0.1	1.51	0.19	0.025	0.017	0.411	0.065	0.561	0.051
hcg62	0.23	0.1	0.36	0.2	0.0681	0.0065	0.257	0.057	0.2	0.062	0.736	0.088	0.3	0.12	0.269	0.061	0.287	0.030
mkw4	1.25	0.37	0.41	0.2	0.256	0.023	0.45	0.15	0.3	0.15	1.13	0.28	0.136	0.087	0.47	0.11	0.572	0.087
ngc507	0.33	0.15	0.3	0.14	0.198	0.012	0.505	0.048	0.63	0.11	1.52	0.11	0.25	0.12	0.42	0.051	0.473	0.023
ngc1550	0.33	0.15	0.26	0.16	0.218	0.012	0.503	0.058	0.54	0.13	0.91	0.12	0.062	0.046	0.413	0.05	0.389	0.031
ngc4472	1.37	0.27	0.47	0.23	0.34	0.016	0.795	0.064	0.74	0.14	1.71	0.16	0.25	0.14	0.968	0.072	1.009	0.048
ngc5044	0.48	0.22	0.36	0.19	0.275	0.02	0.529	0.054	0.8	0.14	1.05	0.16	0.206	0.072	0.474	0.058	0.425	0.033
ngc5846	0.25	0.18	0.29	0.24	0.134	0.018	0.149	0.079	0.5	0.16	1.42	0.26	0.2	0.15	0.73	0.16	0.444	0.068
ngc6338	0.35	0.23	0.34	0.21	0.027	0.018	0.32	0.17	0.38	0.23	0.58	0.21	0.27	0.17	0.53	0.15	0.511	0.095
ophiuchus	1.84	0.14	1.49	0.13	0.21	0.0038	1.532	0.09	0.25	0.14	0.25	0.14	0.127	0.082	0.626	0.059	0.486	0.047
ugc3957	0.26	0.14	1.26	0.63	0.345	0.061	1.36	0.37	0.47	0.21	3.03	0.78	0.23	0.12	1.14	0.26	1.04	0.21
ngc2300	1.2	1.1	2.54	0.57	0.11	0.073	0.42	0.3	1.98	0.9	1.08	0.9	0.25	0.18	2.5	1.2	0.41	0.30

Tabela 4.3: Abundâncias numérica do ICM para região interna total da amostra de AGs e GGs.

AGs e GGs	Ar	Ar.err	Ca	Ca.err	Fe	Fe.err	Mg	Mg.err	Ne	Ne.err	Ni	Ni.err	O	O.err	S	S.err	Si	Si.err
a262	0.558	0.067	0.788	0.088	0.3597	0.0065	0.558	0.035	0.942	0.063	0.609	0.069	0.048	0.029	0.514	0.025	0.575	0.018
a426	0.476	0.027	0.463	0.026	0.4035	0.0014	0.559	0.016	1.351	0.02	0.721	0.028	0.912	0.022	0.391	0.011	0.5428	0.0090
a496	0.767	0.087	0.754	0.088	0.381	0.0052	0.753	0.052	1.261	0.071	0.725	0.098	0.161	0.058	0.572	0.036	0.632	0.029
a3526	0.728	0.047	0.968	0.05	0.6676	0.0041	0.568	0.027	2.444	0.042	0.686	0.054	0.097	0.036	0.754	0.019	0.900	0.015
a3571	0.78	0.19	0.67	0.18	0.3007	0.0065	0.167	0.084	0.25	0.14	0.22	0.13	0.92	0.14	0.457	0.076	0.292	0.060
a3581	0.68	0.057	0.809	0.088	0.3307	0.0043	0.35	0.025	0.56	0.052	0.501	0.044	0.497	0.035	0.45	0.019	0.493	0.013
awm7	0.421	0.094	0.673	0.091	0.4353	0.0061	0.742	0.056	0.828	0.075	1.02	0.10	0.087	0.036	0.535	0.039	0.663	0.031
hcg62	0.489	0.088	0.53	0.18	0.1393	0.0025	0.282	0.014	0.29	0.027	0.974	0.034	0.0088	0.0064	0.458	0.022	0.411	0.010
mkw4	0.95	0.13	1.13	0.21	0.426	0.010	0.65	0.061	0.75	0.12	1.26	0.11	0.111	0.063	0.612	0.044	0.837	0.033
ngc507	0.634	0.077	1.00	0.14	0.2346	0.0053	0.467	0.02	0.539	0.047	1.378	0.053	0.25	0.12	0.500	0.020	0.585	0.012
ngc1550	0.499	0.054	0.611	0.099	0.221	0.0039	0.42	0.018	0.485	0.037	0.904	0.042	0.175	0.035	0.44	0.016	0.4548	0.0097
ngc4472	0.999	0.09	0.034	0.018	0.3253	0.0036	0.431	0.015	0.218	0.035	0.484	0.033	0.024	0.021	0.742	0.02	0.664	0.011
ngc5044	0.528	0.095	0.212	0.079	0.2542	0.0051	0.575	0.018	0.673	0.044	1.749	0.061	0.124	0.018	0.546	0.023	0.502	0.012
ngc5846	0.45	0.30	0.25	0.18	0.2418	0.0067	0.475	0.02	0.792	0.043	1.171	0.096	0.038	0.027	0.851	0.054	0.664	0.020
ngc6338	0.72	0.21	1.26	0.28	0.319	0.016	0.112	0.062	1.00	0.20	0.25	0.11	0.25	0.14	0.476	0.071	0.493	0.054
ophiuchus	1.258	0.085	0.783	0.081	0.3166	0.003	0.824	0.057	0.343	0.079	0.053	0.034	1.62	0.14	0.514	0.036	0.310	0.029
ugc3957	1.10	0.21	0.81	0.22	0.494	0.018	0.96	0.12	1.00	0.17	1.64	0.22	0.28	0.14	0.745	0.081	0.861	0.057
ngc2300	1.02	0.60	0.29	0.24	0.146	0.015	0.236	0.069	0.58	0.17	0.128	0.097	0.26	0.17	0.55	0.12	0.404	0.071

Tabela 4.4: Tabela com os valores médios das abundâncias numéricas de todos os AGs e GGs da amostra, para a região interna e externa.

Ar	Ar_err	Ca	Ca_err	Fe	Fe_err	Mg	Mg_err	Ne	Ne_err	Ni	Ni_err	O	O_err	S	S_err	Si	Si_err
região interna																	
0.919	0.027	0.826	0.028	0.5159	0.0019	0.702	0.011	1.057	0.019	1.034	0.024	0.0676	0.0063	0.7596	0.0099	0.8130	0.0071
região externa																	
0.541	0.034	0.428	0.032	0.2462	0.0018	0.548	0.017	0.338	0.020	0.753	0.031	0.0404	0.0077	0.429	0.014	0.4632	0.0095

delos teóricos. Ao criarmos um espaço de variabilidade, em que cada eixo é representado por um elemento diferente, a razão entre as abundâncias desses elementos pode discriminar a fração de material ejetado por SNecc e SNe Ia, através do coeficiente angular da reta. O gráfico 4.1, por exemplo, representa a razão de abundância de Si/Fe. Modelos de SNecc possuem maiores valores de Si/Fe. Nesse caso, os modelos estarão representados por um coeficiente angular relacionado a um limite superior no espaço de variabilidade. O cenário inverso ocorre para SNe Ia. Nesta perspectiva, a razão de abundância Si/Fe prevista pelos modelos teóricos de SNe Ia tendem a possuir um valor baixo de forma a impor um limite inferior no espaço de variabilidade, estes modelos serão representados na parte inferior deste gráfico.

A região delimitada pelos modelos de SNe Ia e SNecc (RTV) deve abranger uma área tal que englobe, pelo menos em sua maioria, as abundâncias observadas pelo AGs e GGs da nossa amostra. Diante disso, fazemos a seleção de modelos teóricos dos mecanismos de explosão de SNe. É importante frisar que, para tais seleções, utilizaremos diversas combinações de razões de abundâncias, de modo que os modelos escolhidos apresentem maior consistência com a nucleossíntese, de pelo menos a maioria, dos elementos considerados.

Daqui em diante, vamos construir gráficos com diversas combinações de abundâncias e selecionar o par de modelos mais consistente com os dados da nossa amostra. No gráfico 4.2 estão representados as mesmas abundâncias mostradas em 4.1. Além disto, as linhas neste gráfico representam os *yields* previstos pelos diferentes modelos teóricos propostos na literatura, na mesma unidade das abundâncias observadas. O gráfico 4.2 representa todos os modelos considerados juntamente com todos os resultados obtidos observacionalmente por espectroscopia de raios-X.

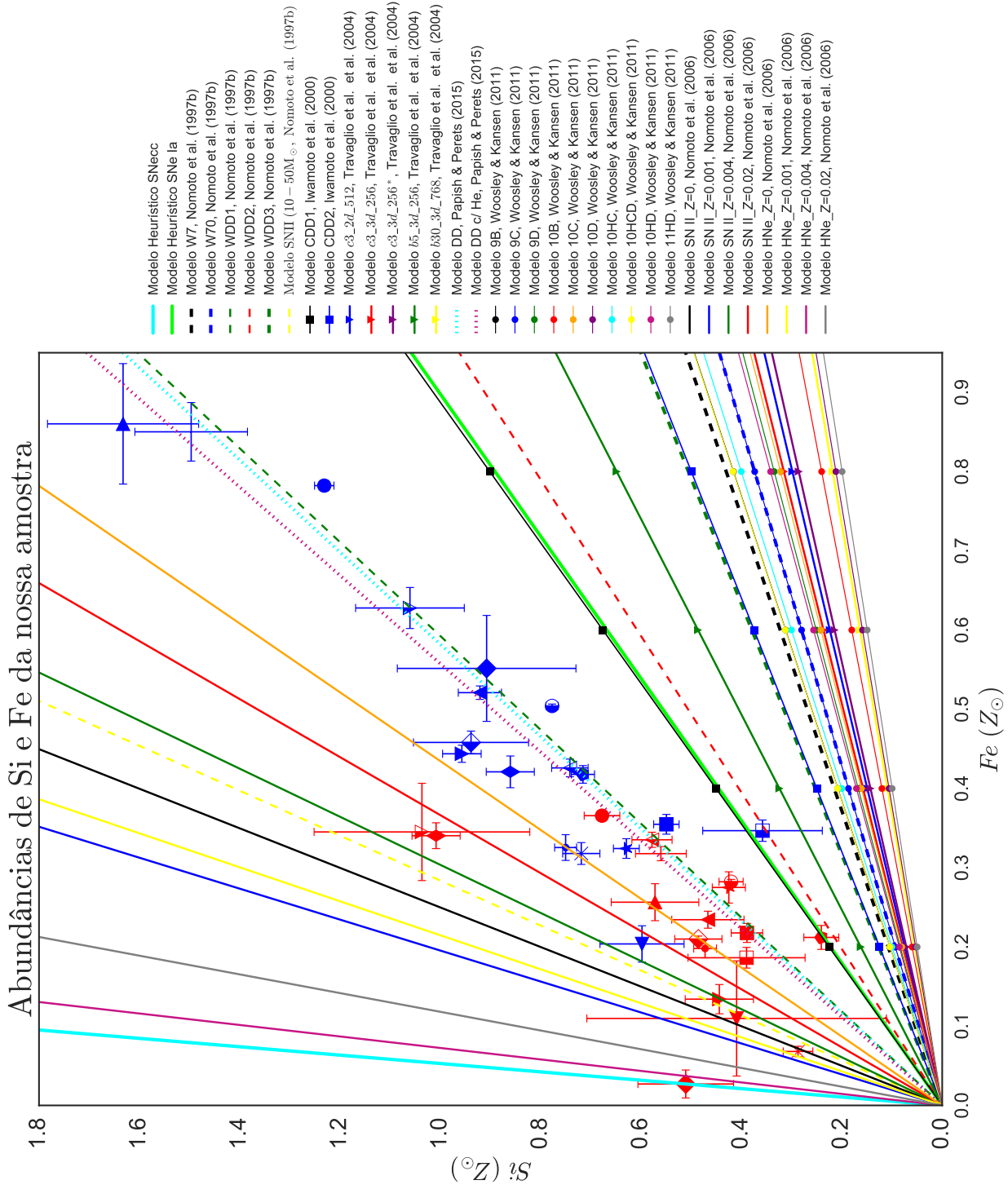


Figura 4.2: Mesmo que a figura 4.1. As linhas representam os *yields* previstos pelos diferentes modelos teóricos propostos na literatura, na mesma unidade das abundâncias observadas.

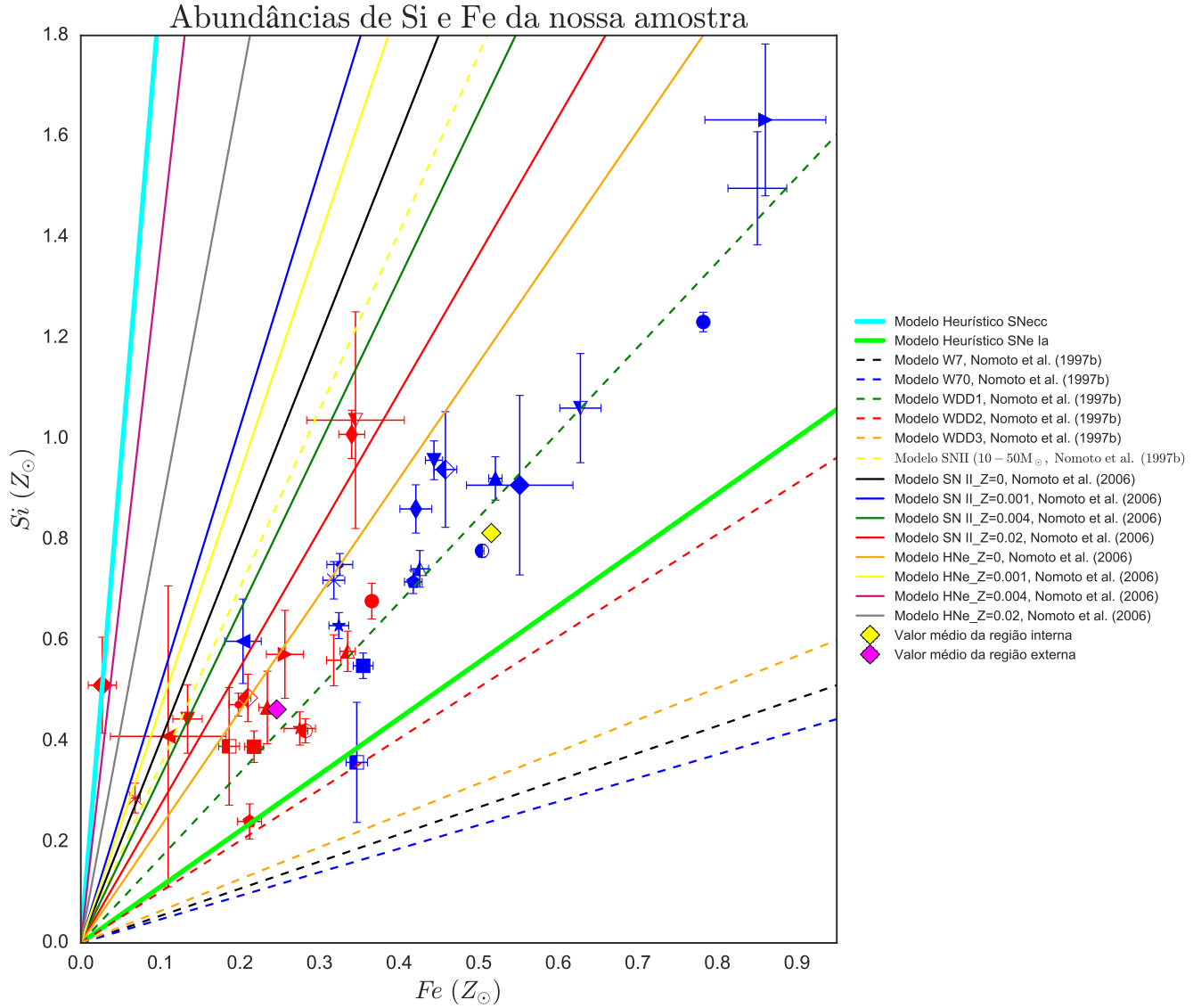


Figura 4.3: Abundância de Si e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto *et al.* (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto *et al.* (1997), como mostra a legenda.

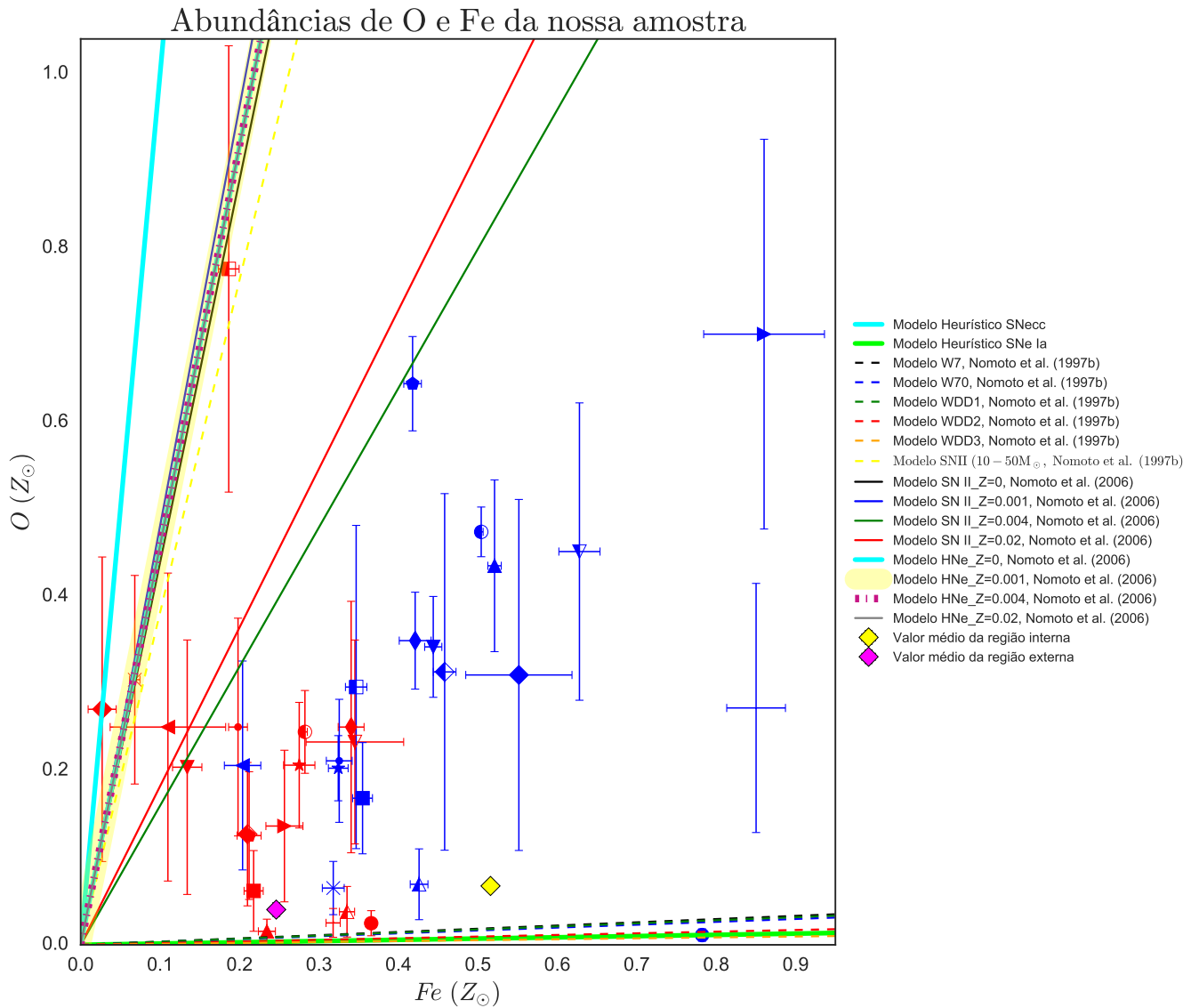


Figura 4.4: Abundância de O e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas + a reta tracejada e pontilhada representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto *et al.* (2006), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto *et al.* (1997). Os modelos heurísticos estão representados em linhas sólidas (em azul e verde claro), como mostra a legenda.

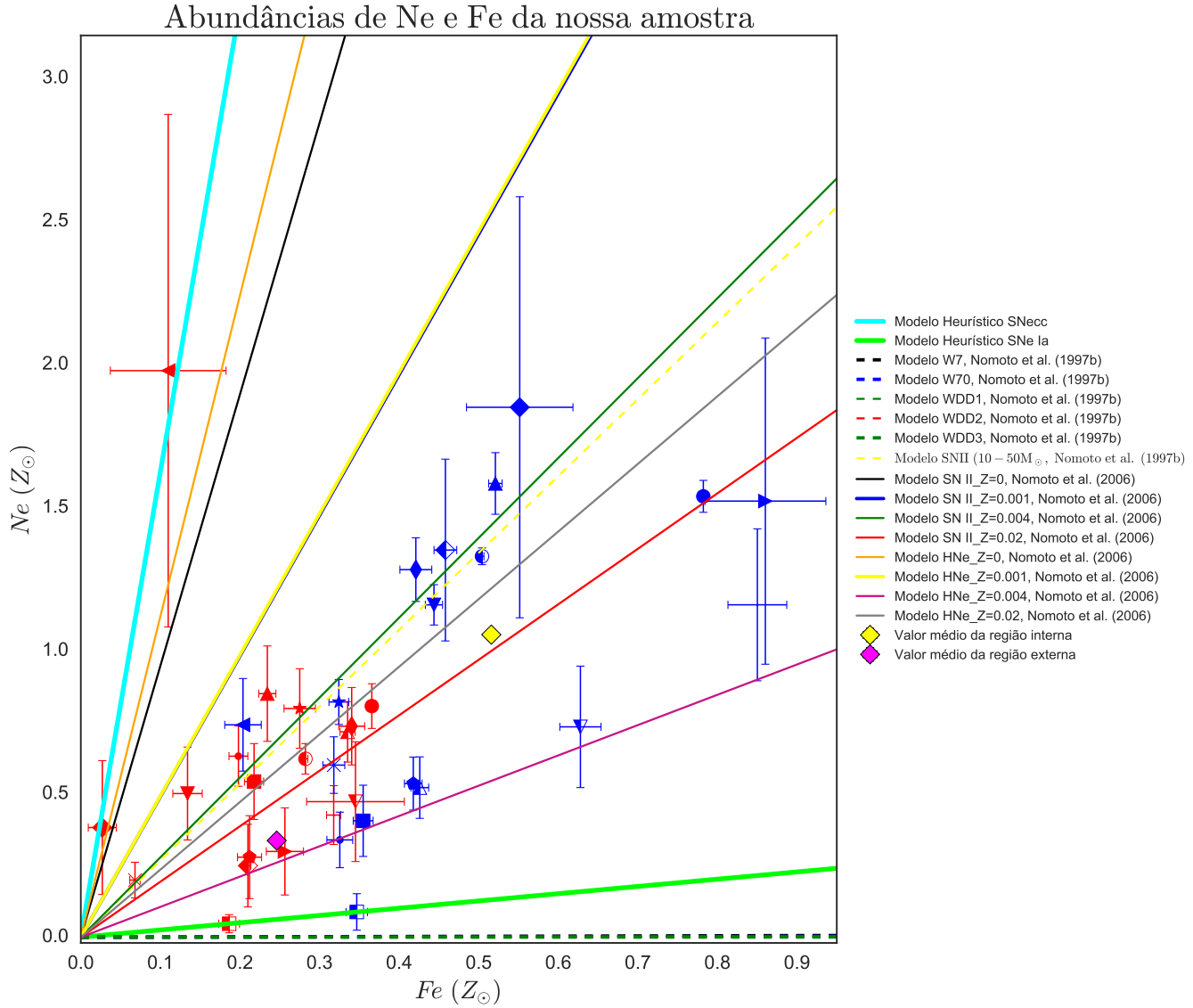


Figura 4.5: Abundância de Ne e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto *et al.* (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto *et al.* (1997), como mostra a legenda.



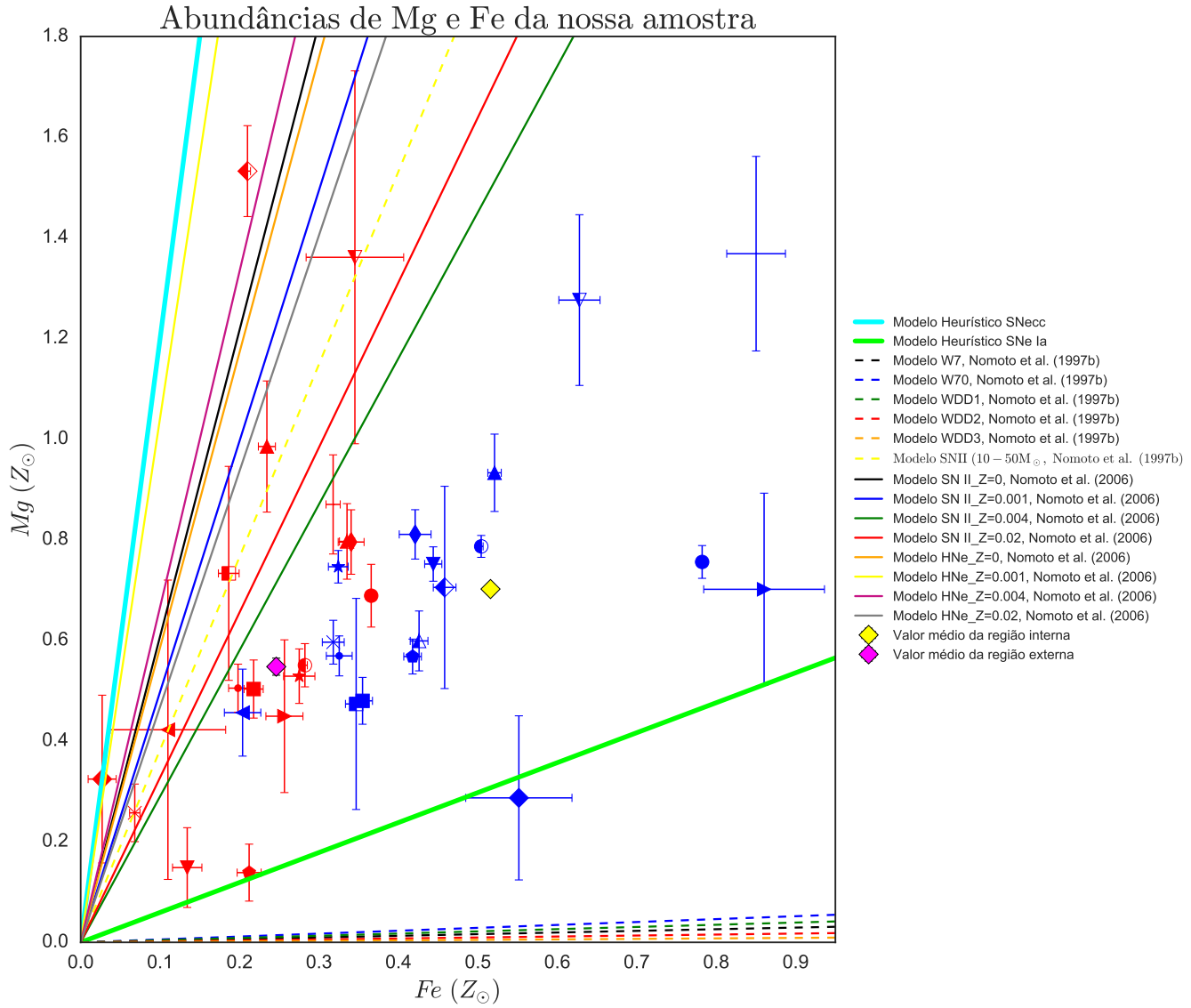


Figura 4.6: Abundância de Mg e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto *et al.* (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto *et al.* (1997), como mostra a legenda.

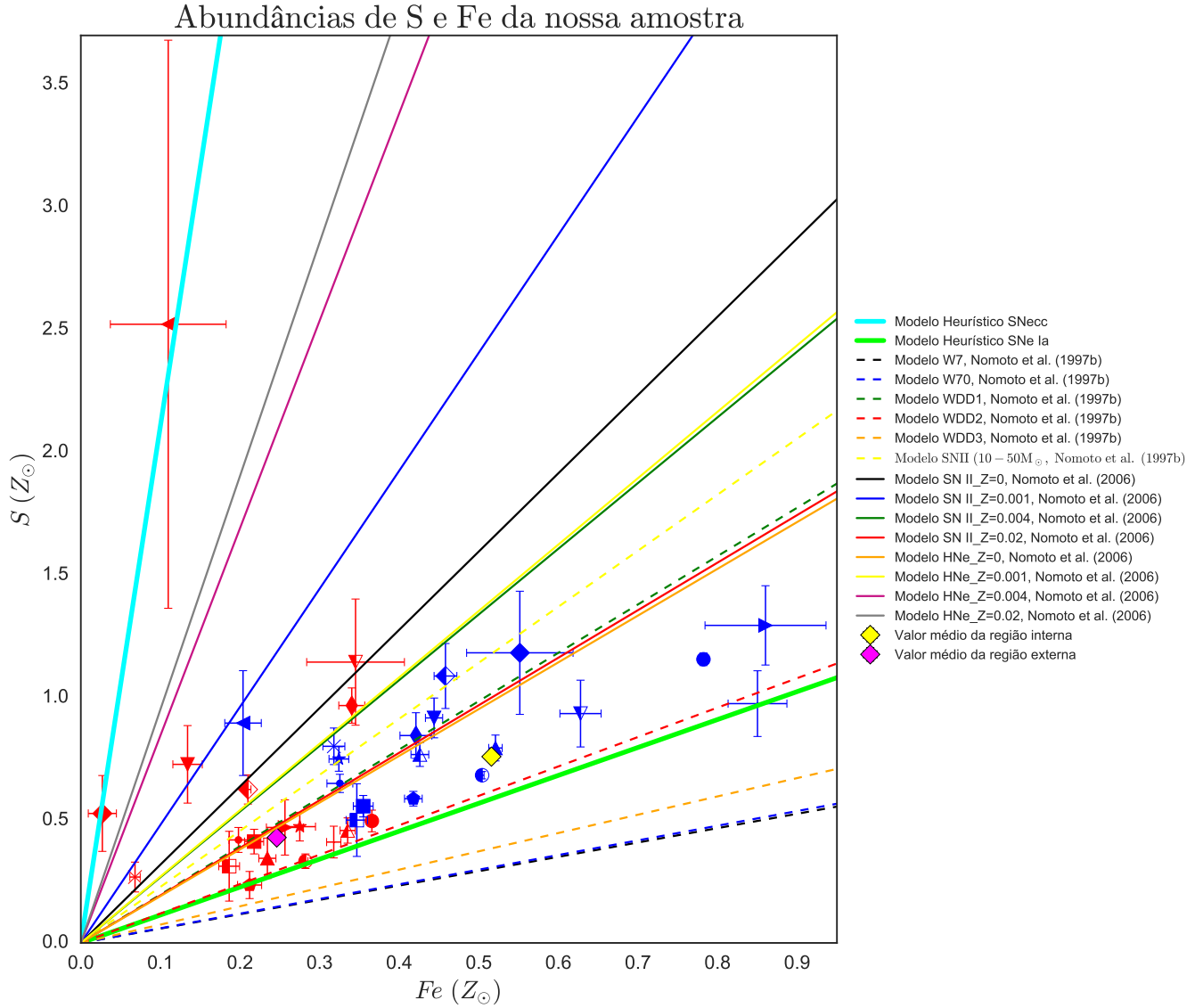


Figura 4.7: Abundância de S e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto *et al.* (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto *et al.* (1997), como mostra a legenda.

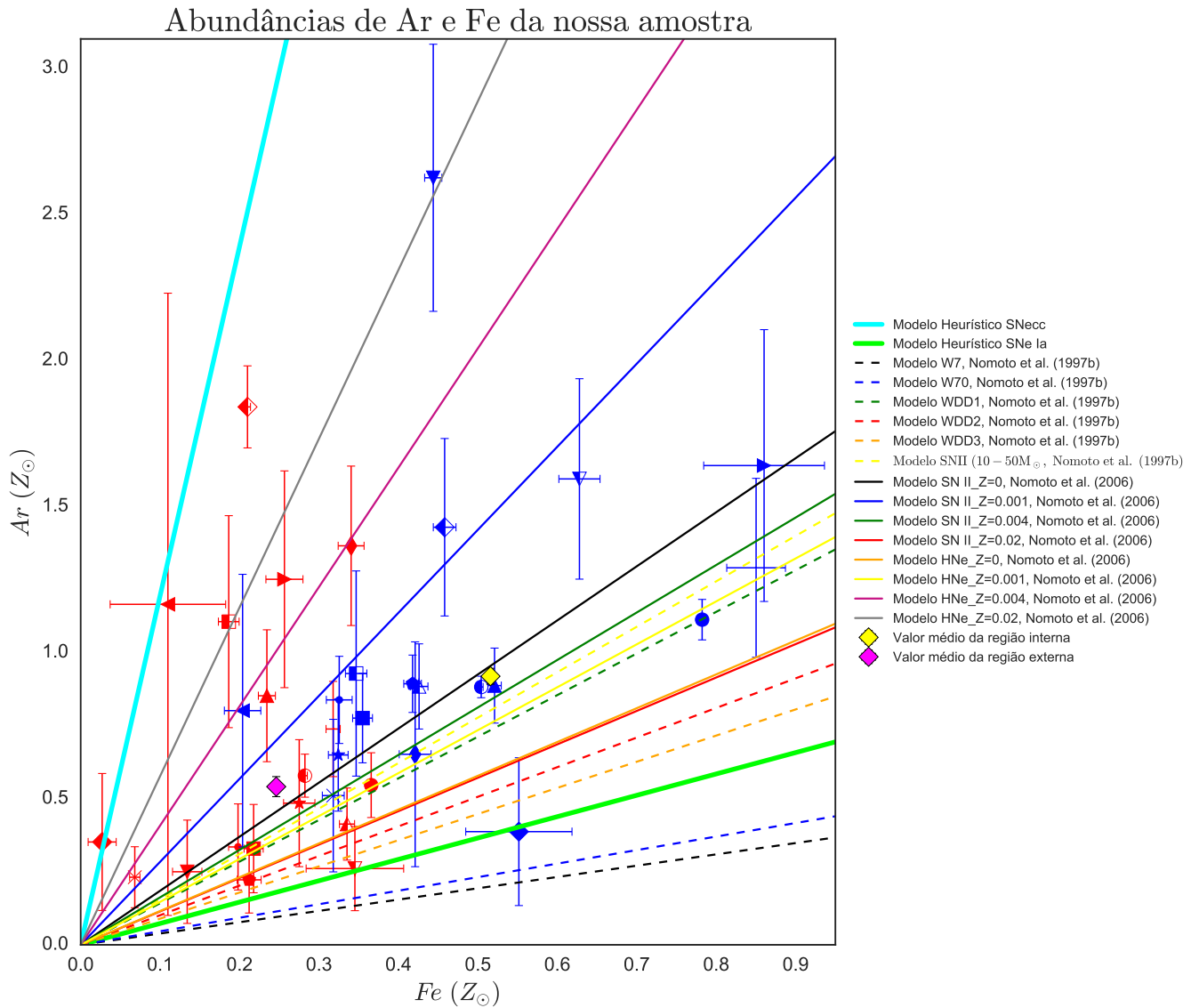


Figura 4.8: Abundância de Ar e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto *et al.* (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto *et al.* (1997), como mostra a legenda.

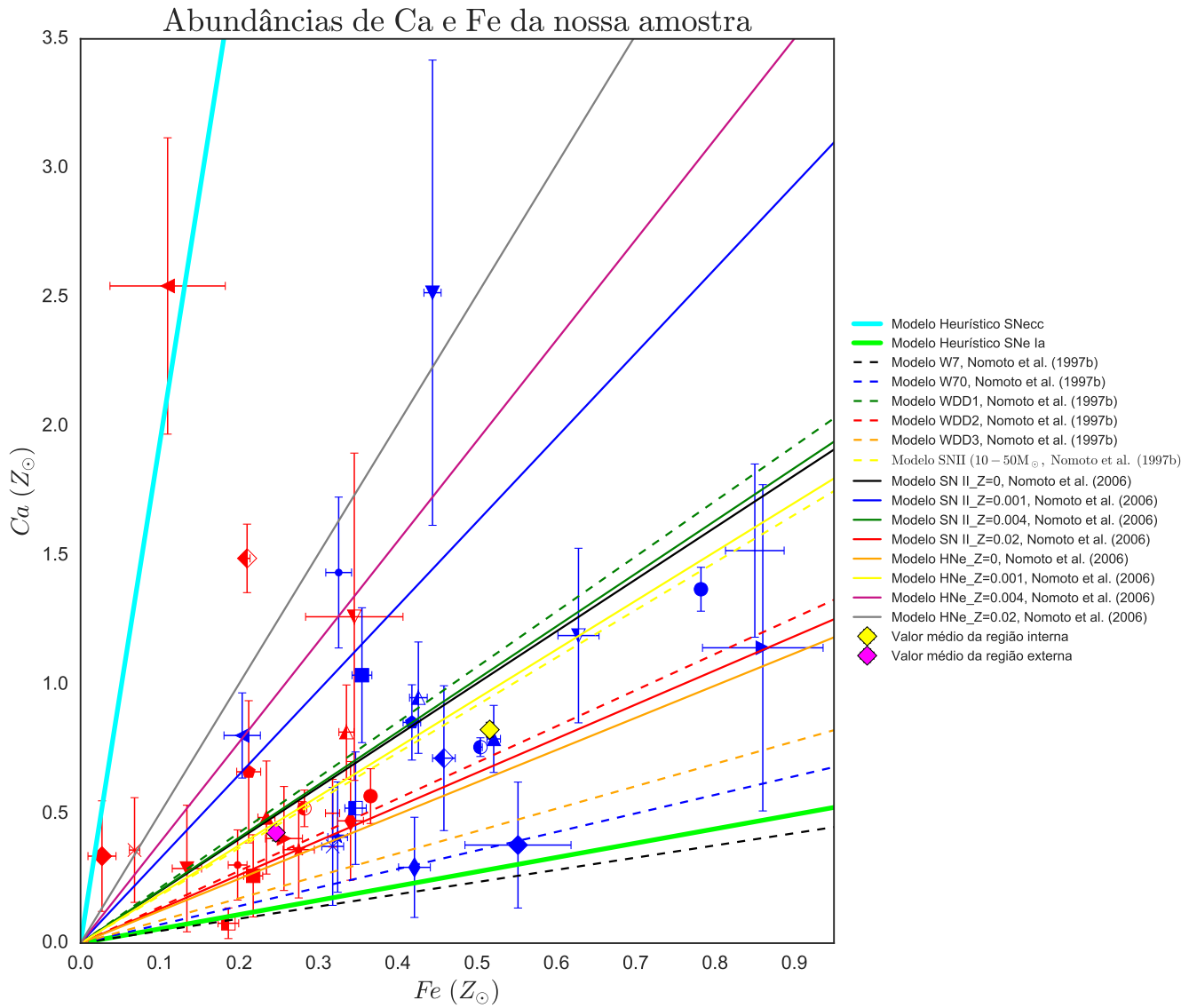


Figura 4.9: Abundância de Ca e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto *et al.* (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto *et al.* (1997), como mostra a legenda.

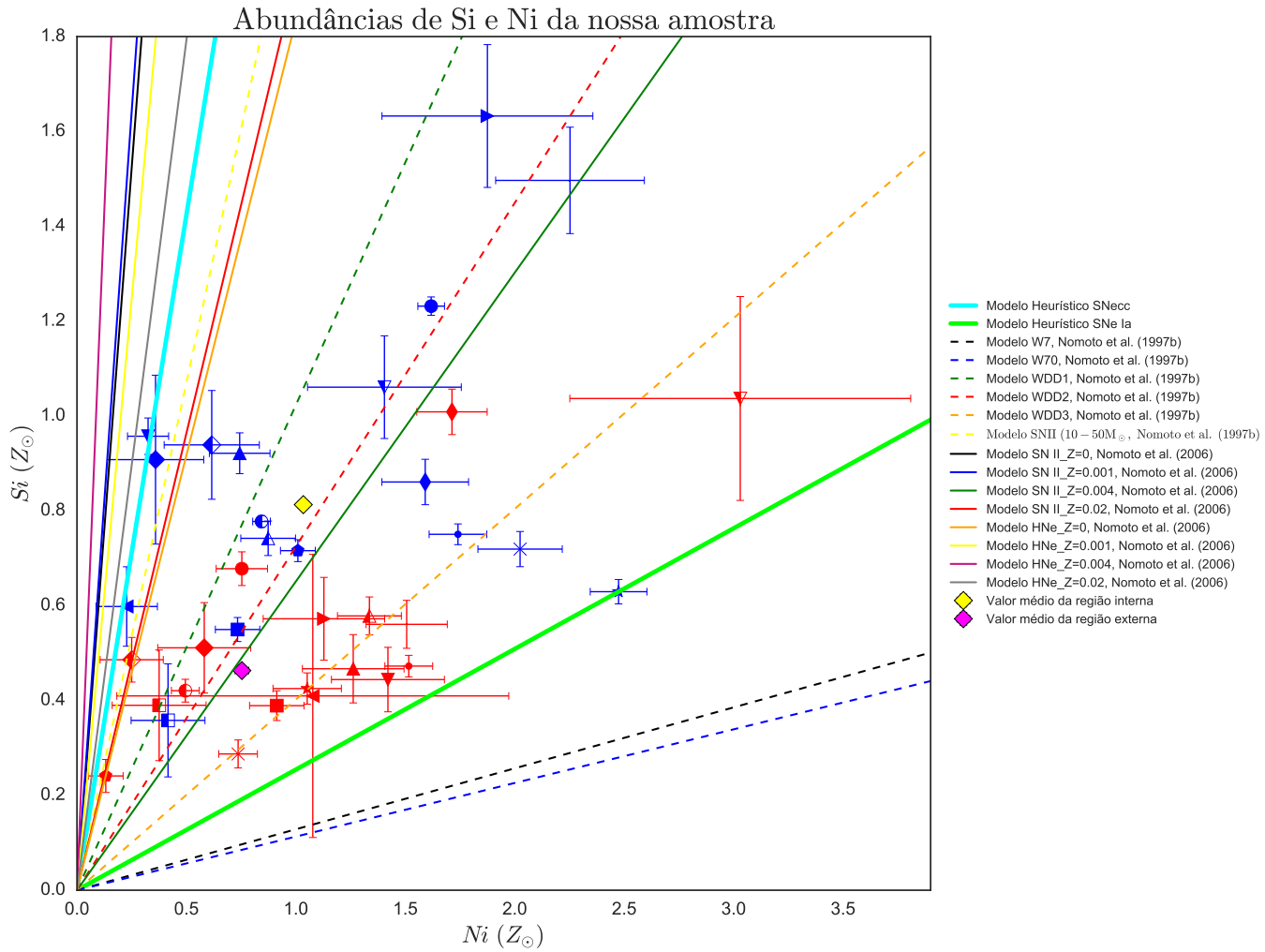


Figura 4.10: Abundância de Si e Ni para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). Enquanto as linhas sólidas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos propostos por Nomoto *et al.* (2006) e os modelos heurísticos (em azul e verde claro), as linhas tracejadas representam as razões de abundâncias previstas por modelos teóricos de Nomoto *et al.* (1997), como mostra a legenda.

Dentre os modelos teóricos selecionados, incluímos também os modelos de HNe. Mesmo que a nossa hipótese considere que os elementos pesados observados no ICM tenham origem apenas de SNecc ou SNe Ia, as HNe estão inclusas como um subtipo de SNecc, e podem representar suficientemente bem o enriquecimento por este tipo de SNe, assim como foi considerado para SNe II.

Os modelos heurísticos são modelos pragmáticos (mas não necessariamente simples) para facilitar o avanço nas áreas de exploração dos mecanismos de enriquecimento de metais no ICM, enquanto os modelos de explosão de SNe não convergem para um modelo padrão. Estes modelos não possuem a pretensão de serem completos ou perfeitos. Estes modelos são procedimentos para a resolução de problemas de forma prática (Gentile, 2015). Os modelos heurísticos, construídos e mostrados nos gráficos adiante, têm como proposta principal delimitar uma região de área minimamente suficiente para descrever estritamente os resultados obtidos. Dessa forma, estes modelos foram construídos a partir de ajustes lineares do(s) ponto(s) mais externo(s) no espaço de variabilidade, como exposto na tabela 4.7. Toda razão de abundância possui dois modelos heurísticos e este par de modelos são os modelos que melhor descrevem os dados. Propomos que eles sejam utilizados como referência para os modelos teóricos selecionados da literatura. Nas Tabelas 4.5 e 4.6 encontram-se os desvios percentuais de cada modelo heurístico e os modelos teóricos selecionados. O desvio percentual relacionado a razão de abundância  $X/Y$  entre um modelo heurístico e um modelo teórico de um tipo de SNe podem ser expressos por

$$d_{X/Y}(\%) = \left| \frac{a_{\text{heurístico}} - a_{\text{teórico}}}{a_{\text{heurístico}}} \right| \times 100, \quad (4.1)$$

onde  $a_{\text{heurístico}}$  e  $a_{\text{teórico}}$  são os coeficientes angulares das retas dos modelos heurístico e teórico, respectivamente. Esse desvio é dado em porcentagem e indica o quanto o modelo teórico é semelhante ao modelo heurístico.

A fim de comparar os modelos de SNe II e HNe propostos por Nomoto *et al.* (1997) e Nomoto *et al.* (2006), respectivamente, os gráficos de Si, O, Ne, Mg, S, Ar, Ca *versus* Fe e Si *versus* Ni (4.3, 4.4, 4.5, 4.6, 4.7, 4.8, 4.9 e 4.10) confrontam os *yields* previstos por estes modelos com os *yields* dos modelos W7, W70 e WDDs de SNe Ia proposto por Nomoto *et al.* (1997). O intuito destes gráficos é, ao mesmo tempo, verificar se há indícios de enriquecimento por explosões de HNe no ICM e se há consistência dos modelos de SNe Ia como limite inferior ao espaço de variabilidade proposto por Nomoto *et al.* (1997). Sobretudo, vamos verificar a consistência dos modelos de SNe Ia com os resultados obtidos. Assim, como o espaço de variabilidade (2.4) mostra a região delimitada por um par de modelos, sendo um deles de SNecc

(SNe II ou HNe) e o outro SNe Ia, vamos analisar a compatibilidade das RTVs construídas por estes modelos com os resultados obtidos (ROV).

No gráfico 4.6 das abundâncias de Mg e Fe encontramos que o modelo que melhor descreve todas as abundâncias da nossa amostra é o modelo de HNe com  $Z=0.001$  (linha sólida em amarelo), incluindo as abundâncias dos três aglomerados mais para a esquerda, dois no canto inferior esquerdo (os grupos de galáxias NGC 6338 (diamante em vermelho) e NGC 2300 (triângulo apontado para esquerda em vermelho)) e o aglomerado de Ophiuchus (diamante semipreenchido em vermelho) no canto superior esquerdo). Este modelo possui um desvio percentual de apenas 13% em relação ao seu modelo heurístico, o modelo de HNe com  $Z=0.004$  é o seguinte, com 44%. No entanto, os modelos SN II ( $10 - 50M_{\odot}$ ), SN II com  $Z=0.001, 0.004$  e  $0.02$  e o modelo de HNe com  $Z=0.02$ , podem ser excluídos por esse indicador. Enquanto isso, os modelos de SNe Ia descrevem similarmente as razões de abundâncias previstas entre si. Por conta disso, a razão de Mg/Fe não é interessante para discriminar entre esses modelos usando esse indicador. Além dos modelos possuírem desvios percentuais com relação ao modelo heurístico  $\geq 89\%$ , estes são considerados modelos desnecessários para a restrição da ROV.

Para o gráfico 4.5 das abundâncias de Ne e Fe semelhante a situação anterior, o modelo de HNe com  $Z=0$  (linha sólida em laranja) é o que melhor determinar a RTV para a nossa amostra, e é o único que engloba a abundância do grupo NGC 2300 (triângulo apontado para esquerda em vermelho), com um desvio percentual de 31%. Além disso, a razão de abundância Ne/Fe prevista pelos modelos de SN II com  $Z=0$  (linha sólida em preto) representa todas as razões de abundâncias da nossa com exceção do GG NGC 2300, e HNe com  $Z=0.001, 0.004$  (linha sólida em amarelo, cinza e violeta, respectivamente) representam razoavelmente a nossa amostra, apesar de não prever as razões de abundância de dois objetos da amostra, os GGS NGC 2300 e NGC 6338 (diamante em vermelho), com desvios percentuais de 42%, 70% e 70%, respectivamente. De fato, esse indicador pode excluir todos os modelos de SNecc, com exceção do Modelo HNe com  $Z=0$ . Similarmente ao gráfico 4.6, com desvios percentuais  $\geq 90\%$ , os modelos de SNe Ia não apresentam diferença satisfatória entre si e não representam a ROV provida por nossa amostra para esse indicador de razão de abundância.

Até o momento, a única razão de abundância que favorece o modelo de SNe II ao invés do modelo de HNe é apresentada no gráfico 4.4 de O e Fe. Todos os modelos de HNe e o modelo de de SN II com  $Z=0$  são praticamente indistinguíveis entre si. O modelo de SN II com  $Z=0.001$  (linha sólida em azul escuro) é o que melhor restringe a RTV, englobando todas as razões de abundâncias da nossa amostra, com um desvio percentual de 52%. Embora, todos os modelos de HNe com  $Z=0, 0.001,$

0.004 e 0.02 (linha sólida em laranja, amarelo, violeta e cinza, respectivamente) e o modelo de SN II com  $Z=0$  descrevem de forma similar dentro do intervalo de confiança estatística todas as razões de abundâncias observadas pelos AGs e GGs da nossa amostra, com desvios percentuais semelhantes entre si de 54% (HNe) e 56% (SN II com  $Z=0$ ). Estes modelos representam bem a ROV, porém os modelos SN II com  $Z=0.004$  e  $0.02$  são modelos excluídos para este indicador. Enquanto o outro extremo da RTV, delineada pelas razões de abundâncias previstas pelos modelos de SNe Ia, apresentam estas razões com valores similares entre si. No entanto, a razão de abundância para o aglomerado de Centauro (Abell 3526) (círculo preenchido em azul) de  $O/Fe$  é de  $0.0112 \pm 0.0071$ , o que leva a um valor inferior bem próximo a zero, de  $\sim 0.004$ . Para esta mesma razão, o modelo WDD3 (Nomoto *et al.*, 1997) (linha tracejada em laranja) prevê um valor de 0.0106. Devido a este fato, dentre os modelos de SNe Ia considerados, até o momento, o modelo WDD3 e o modelo WDD2 preveem a razão de abundância de  $O/Fe$  com consistência em comparação aos dados, com desvio percentual de 26% e 32%, respectivamente. Os outros modelos teóricos de SNe Ia deste autor apresentam valores de desvios maiores que 130%. Estes modelos não descrevem a razão de abundância  $O/Fe$  para o aglomerado de Centauros e são excluídos por este indicador.

Ainda de forma predominante, como mostra o gráfico 4.7, os modelos de HNe tem predições de razões de abundâncias mais consistentes com a nossa amostra. O gráfico 4.7 de S e Fe mostra que, principalmente os modelos de HNe com  $Z=0.02$  e  $0.004$  (linha sólida em cinza e violeta, respectivamente) são os modelos que melhor representam as razões de abundâncias da RTV, com desvios percentuais de 55% e 60%. Apesar de que, neste caso, estes modelos não confinam todo a ROV da nossa amostra, tal discordância é devido as razões de abundâncias de  $S/Fe$  dos grupos NGC 2300 (triângulo apontado para esquerda em vermelho) e NGC 6338 (diamante em vermelho). Estes modelos, portanto, também são descartados. Neste gráfico, as razões de abundâncias previstas para os modelos de SNe Ia começa a ser tornar preponderante, já que a diferenças entre as razões se torna mais significativa. O modelo com razão de abundância que representa satisfatoriamente a RTV é o WDD2 (linha tracejada em vermelho), com um desvio percentual de apenas 5%. Ao mesmo tempo, os modelos WDD3, W70 e W7 (linha tracejada em laranja, azul e preto, respectivamente) delimitam razoavelmente bem a RTV mas são minimamente desnecessários para representar a nossa amostra. Estes modelos possuem uma razão de abundância menor do que a esperada pelos AGs e GGs da nossa amostra. Nesse caso, todos os modelos de SNecc seriam excluídos por esse indicador de razão de abundância, enquanto para os modelos de SNe Ia, apenas o modelos WDD1 é excluído para esse indicador.



No gráfico 4.3 de Si e Fe também reforça a hipótese de que o enriquecimento no ICM dos aglomerados da nossa amostra tem origem de explosões de HNe. O gráfico 4.3 fornece esse indício através do modelo de HNe com  $Z=0.04$  (linha sólida em violeta), este modelo é o único que descreve todas as razões de abundâncias da nossa amostra, incluindo o grupo NGC 6338 (diamante em vermelho), com um desvio percentual de 27%. Outro modelo de HNe com  $Z=0.002$  descreve a ROV de forma razoável, com exceção do grupo NGC 6338 (diamante em vermelho) possui um desvio de 55%. No entanto, é importante frisar que o modelo HNe com  $Z=0.002$  não descreve toda a amostra, tornando-o incapacitado de representar as explosões de SNecc. Portanto, para este indicador de razão de abundância, dentre os modelos de SNecc apenas o modelo de HNe com  $Z=0.04$  seria considerado, e o restante excluído. Para os modelos de SNe Ia, o comportamento é similar ao encontrado no gráfico 4.7, novamente o modelo WDD2 (linha tracejada em vermelho) restringe uma RTV que mais se assimila com a ROV, com um desvio percentual de 9%. Os modelos W7, W70 e WDD2 (linha tracejada em preto, azul e laranja, respectivamente) também representam razoavelmente a região teórica do espaço de variabilidade, mas são considerados minimamente desnecessários para tal descrição. O modelo WDD1 (linha tracejada em verde) é excluído para esse indicador porque não descreve todas as razões e abundâncias obtidas do ICM dos AGs e GGs da amostra.

Nos gráficos 4.8 e 4.9 apresentamos as abundâncias de Ar e Fe e Ca e Fe, respectivamente. Estes gráficos apresentam razões de abundâncias previstas pelos modelos teóricos com comportamentos semelhantes entre si. Ambos gráficos apresentam os modelos de HNe com  $Z=0.02$  e  $0.004$  (linha sólida em cinza e violeta) como os melhores para restringir a RTV e por isso, para representar os *yields* de SNecc, embora tais modelos não consigam descrever as abundâncias do grupo NGC 2300 (triângulo apontado para esquerda em vermelho) e o aglomerado Ophiuchus (diamante semipreenchido em vermelho) e são excluídos para as razões de abundâncias de Ca/Fe e Ar/Fe. Para a razão de abundância Ar/Fe, no gráfico 4.8 os modelos de HNe com  $Z=0.02$  e  $0.004$  apresentam desvios percentuais de 52% e 66% respectivamente. Para a razão Ca/Fe no gráfico 4.9, estes modelos possuem desvios de 74% e 80%. Usando essas razões de abundâncias como indicador de enriquecimento, todos os modelos teóricos de SNecc são excluídos por não representarem todos os AGs e GGs da nossa amostra. No caso dos modelos de SNe Ia, para Ar/Fe, os modelos que limitam uma melhor ROV são os modelos de WDD3, W70, WDD2 e W7 (linha tracejadas em laranja, azul, vermelho e preto) todos preveem as razões de abundâncias da nossa amostra contida do intervalo de confiança de  $1\sigma$ , com desvios percentuais de 22%, 37%, 39% e 47%, respectivamente. Apesar de no gráfico 4.9, dentre estes modelos, os modelos W7 e W70 abrangem a razão de abundância de Ca/Fe para o Abell 3571 (quadrado semipreenchido em vermelho), com um desvio de 14% e 30%,

respectivamente. Deste modo, considerando a razão de Ar/Fe, o modelo WDD1 é excluído, e considerando a razão de Ca/Fe, os modelos WDDs (WDD1, WDD2 e WDD3) podem ser excluídos.

Por fim, as abundâncias de Si e Ni apresentadas no gráfico 4.10 possuem uma excelente concordância entre os modelos de HNe com  $Z=0.02$  e  $0.001$  (linha sólida em cinza e amarelo, respectivamente) com a ROV formada por nossa amostra. De maneira que o primeiro modelo citado reproduz uma RTV de maior concordância com a ROV, ou seja, prevendo os valores de razões de abundâncias encontrados por nossa amostra, com desvios percentuais de 26% e 75%, respectivamente. Apesar de haver desvios percentuais menores para outros modelos com a razão de Si/Ni, estes modelos não representam todos os valores de razões obtidos pela nossa amostra. Portanto, os modelos restantes de SNecc podem ser excluídos considerando esta razão de abundância. Já no contexto dos modelos de SNe Ia, os modelos W7 e W70 (linha tracejada em preto e azul) possuem valores de razões de abundâncias de Si/Ni mais coerentes com a ROV, com desvios de 49% e 56%. Nesse caso, os modelos WDDs (linha tracejada em verde, vermelho e laranja) não descrevem completamente as razões de abundâncias obtidas através do nosso ajuste espectral, há 4 GGs que não são abarcados por este modelo, são eles: HCG 62 (símbolo x em azul); NGC 5044 (estrela preenchida em azul); NGC 5846 (triângulo apontado para baixo em vermelho); NGC 507 (ponto em vermelho). Portanto, os modelos WDDs são excluídos quando consideramos a razão Si/Ni como indicador.

A partir dos gráficos 4.3 à 4.10 acima, podemos extrair algumas conclusões parciais sobre os modelos de HNe e SNe II de Nomoto *et al.* (2006) e dos modelos de SNe Ia Nomoto *et al.* (1997).

Para o cenário de SNe Ia, os modelos W7 e W70 (linha tracejada em preto e azul escuro, respectivamente) são os modelos que melhor delimitam a RTV na parte inferior, já que em todas as razões de abundâncias consideradas representaram os valores observados bem comparado aos modelos de SNe Ia, principalmente para as razões representadas nos gráficos 4.3, 4.4, 4.7, 4.8 e 4.9. Esses modelos possuem as melhores previsões de razões de abundâncias da nossa amostra de AGs e GGs observados em raios-X pelo satélite *Suzaku*. Em seguida os modelos WDD2 e WDD3 (linha tracejada em laranja e vermelho, respectivamente) delimitam as razões de abundância razoavelmente, eles descrevem bem a ROV em 6 das 8 razões de abundâncias consideradas. O modelo WDD1 (linha tracejada em verde) não tem uma boa descrição da ROV em grande parte dos casos, de acordo com o erro estatístico de  $1\sigma$ . O modelo WDD1 descreve apenas as razões de Mg/Fe e Ne/Fe nos gráficos 4.6 e 4.5, que também são bem descritos por todos os modelos de Nomoto *et al.* (1997). Na grande maioria das razões de abundância consideradas, em 6 das

8 razões de abundâncias, o modelo WDD1 não foi capaz de representar as razões de abundâncias encontradas nos AGs e GGs da nossa amostra.

Na perspectiva dos modelos de HNe e SNe II, em todos os gráficos acima 4.3 à 4.10, podemos perceber que há uma predominância em relação aos modelos de HNe. Estes são os modelos que melhor delimitam a ROV e portanto, mais consistente com as razões de abundâncias da nossa amostra de AGs e GGs observados em raios-X pelo satélite *Suzaku*, com exceção a razão O/Fe de maneira ínfima e estatisticamente indiferente ao erro estatístico de  $1\sigma$ . Isto fornece evidências de que em alguma época o ICM de AGs e GGs foram enriquecidos de forma dominante com elementos pesados produzidos pela explosão de HNe. Embora o modelo SN II com  $Z=0$  também atuar de forma precisa na descrição dos *yields* na razão O/Fe 4.4, não há basicamente distinção entre este e os modelos de HNe que também descrevem delimitam bem a RTV.

Dentre os modelos de HNe, podemos discriminar os que descrevem com mais satisfatoriedade a ROV, podemos citar os modelos de HNe com  $Z=0$ , 0.001 e 0.004 (linha sólida em laranja, amarelo e violeta, respectivamente). O modelo de HNe com  $Z=0$  (linha sólida em laranja) reproduz satisfatoriamente bem a razão de Ne/Fe e O/Fe, de forma moderada para Mg/Fe, e de maneira precária para as demais razões. O modelo HNe com  $Z=0.001$  (linha sólida em amarelo) possui uma descrição satisfatória e coerente com a RTV esperada para a ROV da nossa amostra, como um delimitante superior para a razão Mg/Fe e O/Fe, de forma secundária e razoável para a razão Si/Ni, para as demais razões a descrição da previsão é extremamente pobre. Enquanto, o modelo de HNe com  $Z=0.004$  (linha sólida em violeta) caracteriza de forma plausível a razão Mg/Fe, de maneira excelente a razão de O/Fe e Si/Fe, e reproduz de forma precária as demais razões. O modelo de HNe com  $Z=0.02$  (linha sólida em cinza) também pode ser citado, este é adequado às razões de O/Fe e Si/Ni, e de forma insatisfatória as demais razões. Previamente, podemos dizer que, dentre os modelos considerados para recontar as abundâncias dos elementos pesados produzidos por explosões de SNecc em AGs e GGs, os modelos de HNe são os que melhor se adequam às razões de abundâncias do ICM para AGs e GGs observados em raios-X com o satélite *Suzaku*.

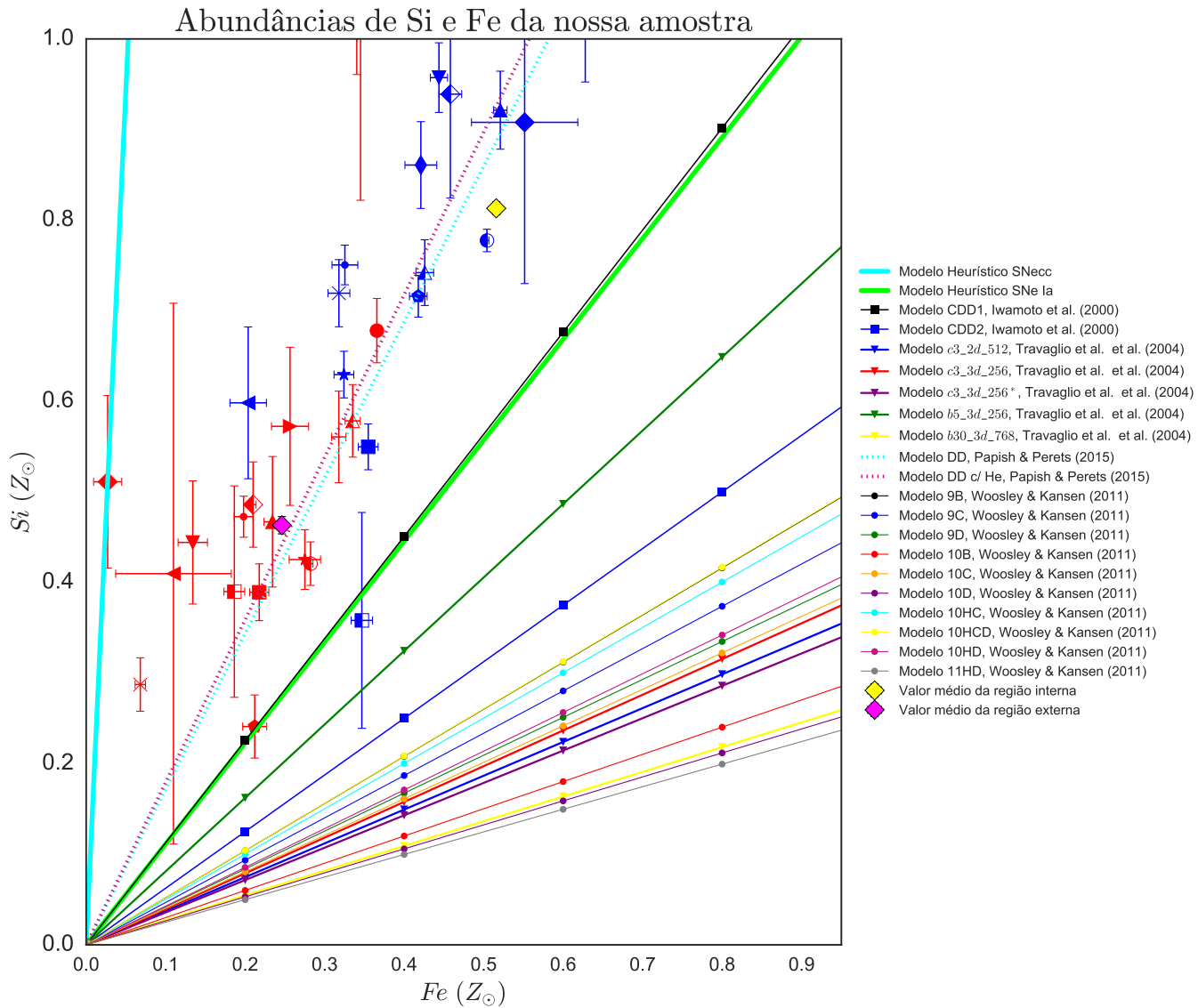


Figura 4.11: Abundância de Si e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto *et al.* (2000) (quadrado), Travaglio *et al.* (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda.

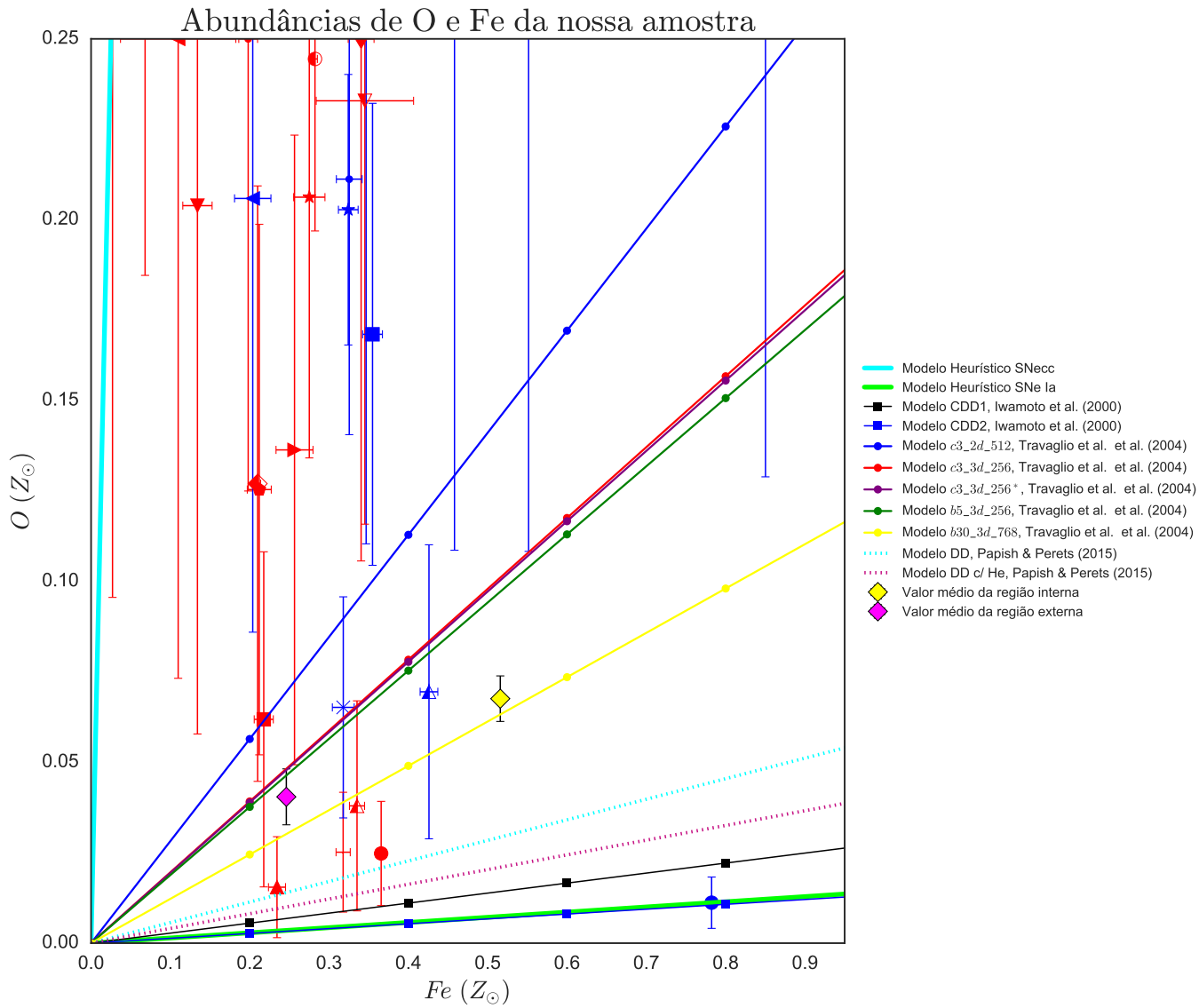


Figura 4.12: Abundância de O e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto *et al.* (2000) (quadrado), Travaglio *et al.* (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), como mostra a legenda.

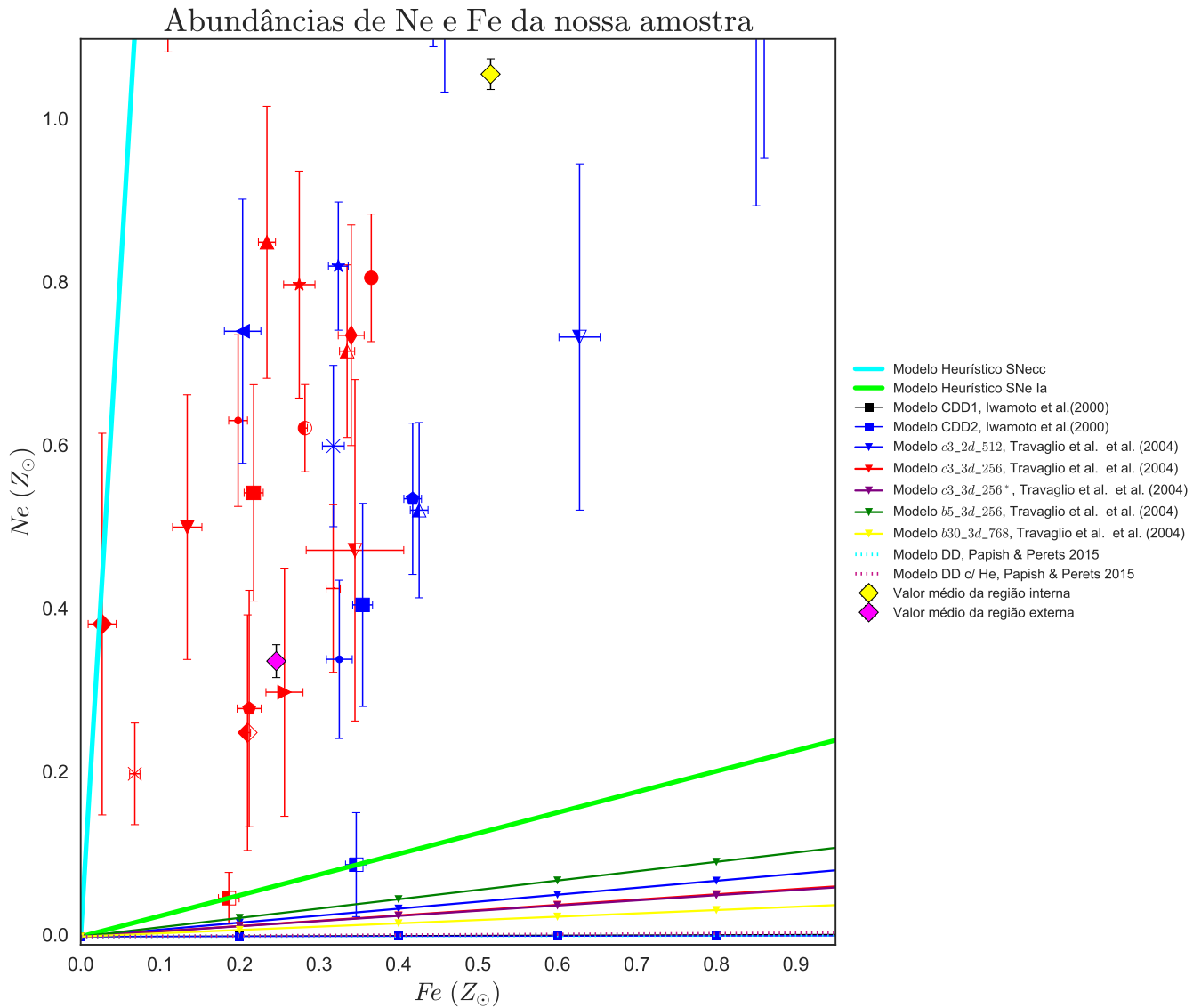


Figura 4.13: Abundância de Ne e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto *et al.* (2000) (quadrado), Travaglio *et al.* (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), como mostra a legenda.

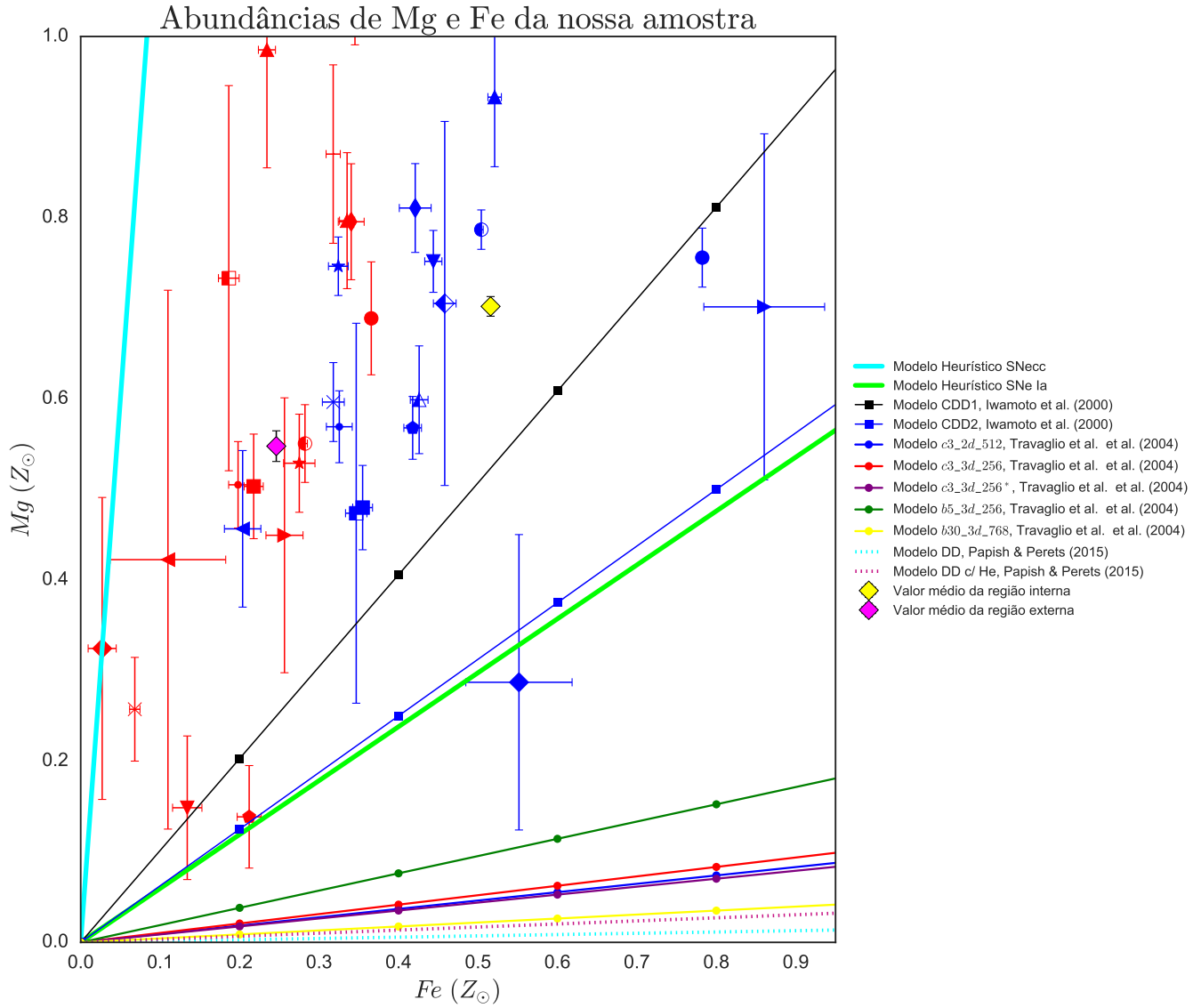


Figura 4.14: Abundância de Mg e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto *et al.* (2000) (quadrado), Travaglio *et al.* (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), como mostra a legenda.

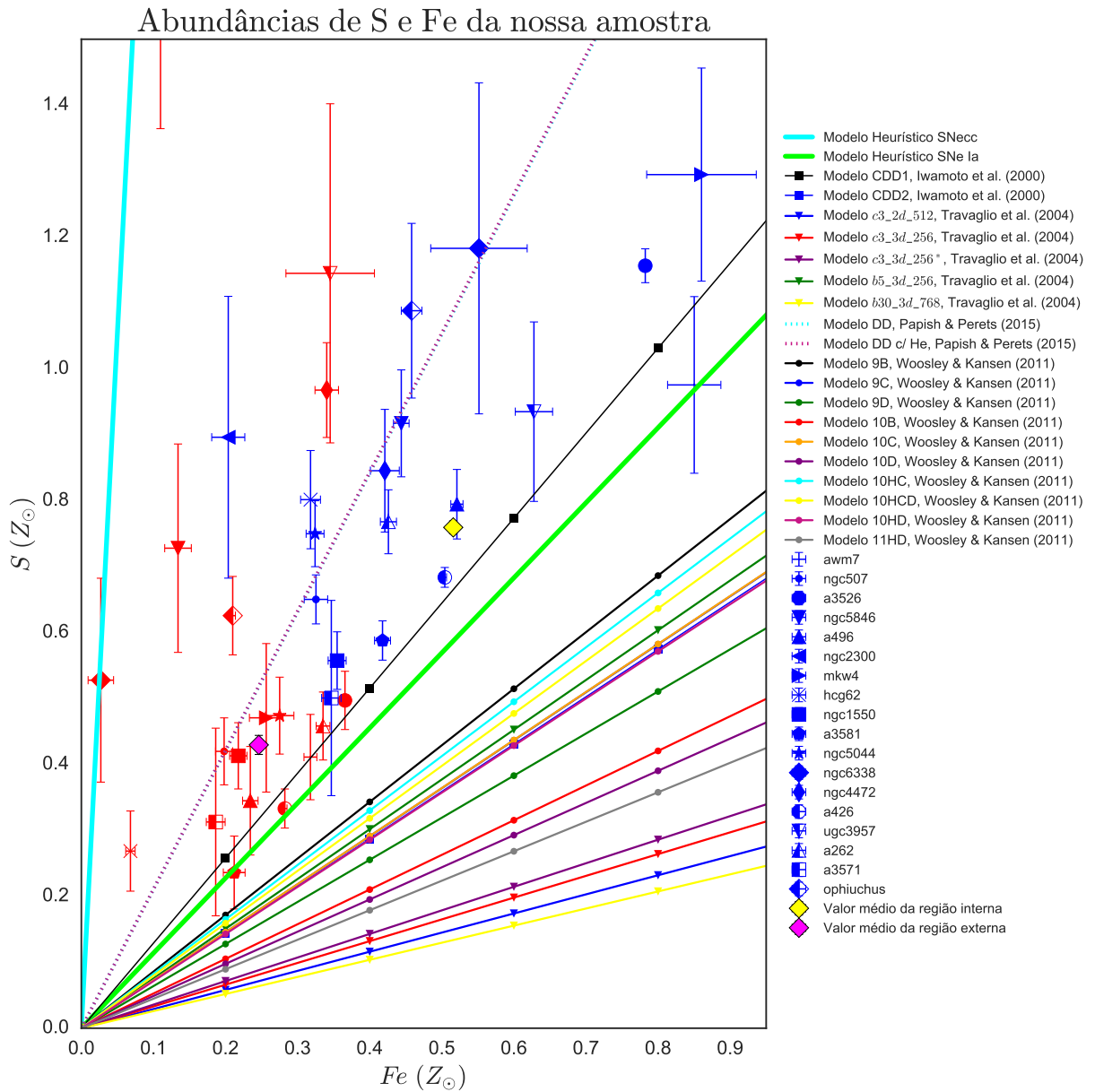


Figura 4.15: Abundância de S e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto *et al.* (2000) (quadrado), Travaglio *et al.* (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda.



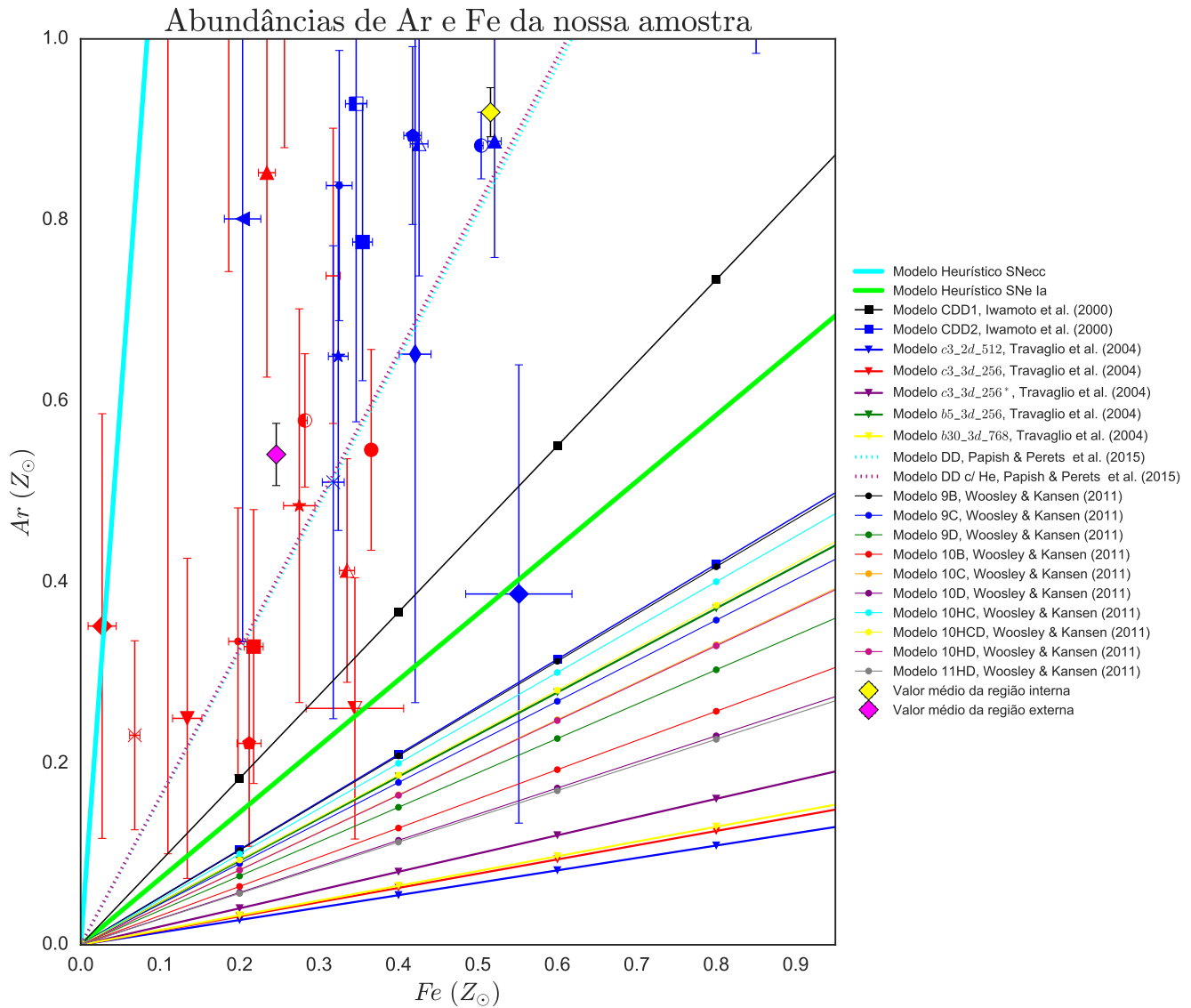


Figura 4.16: Abundância de Ar e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto *et al.* (2000) (quadrado), Travaglio *et al.* (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda.

Figura 4.17: Abundância de Ca e Fe para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto *et al.* (2000) (quadrado), Travaglio *et al.* (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda.

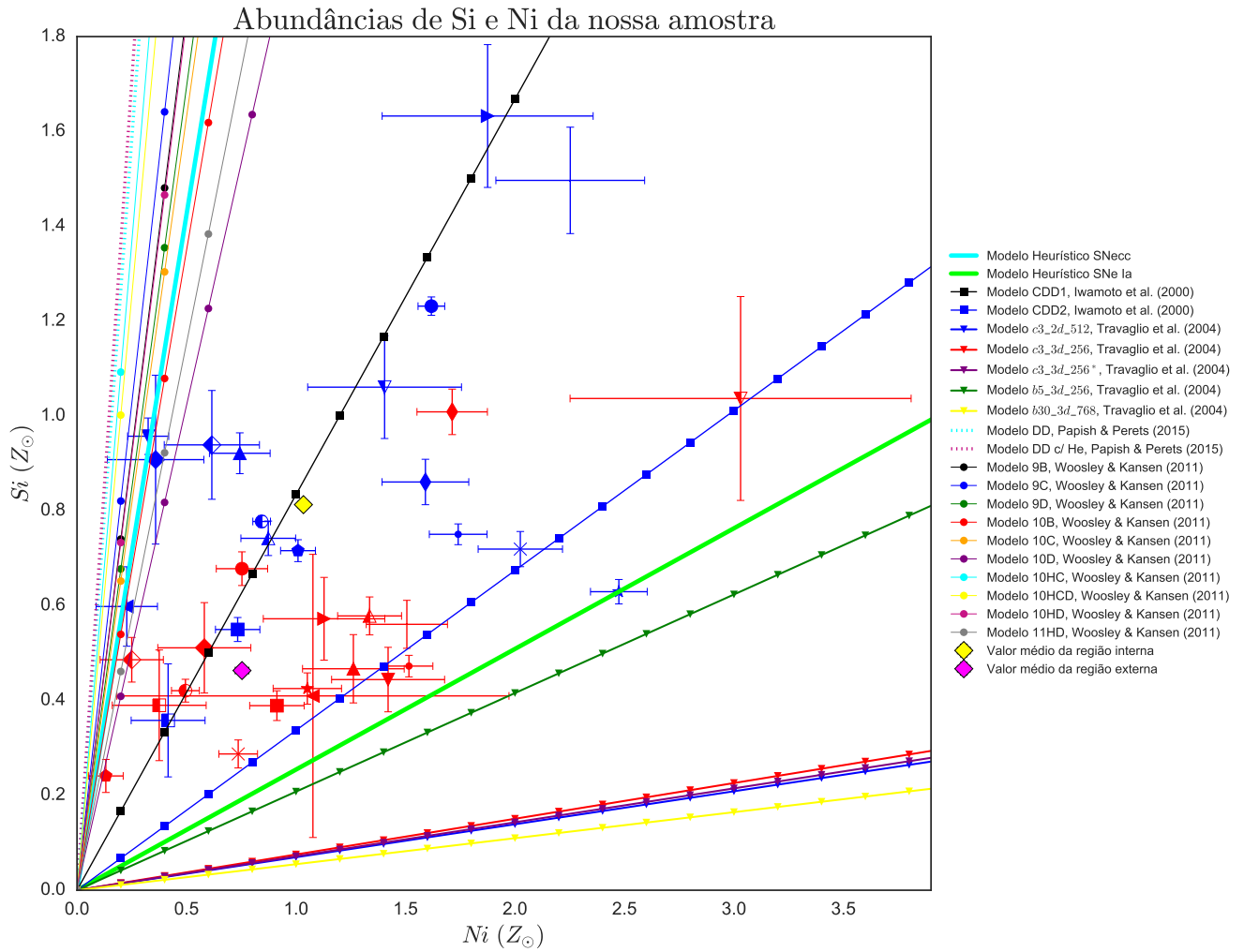


Figura 4.18: Abundância de Si e Ni para os AGs e GGs da nossa amostra (pontos). As linhas sólidas os modelos heurísticos (em azul e verde claro). Os demais dos modelos da literatura representam razões previstas por SNe Ia (em linhas sólidas com marcadores), propostos por Iwamoto *et al.* (2000) (quadrado), Travaglio *et al.* (2004) (triângulo apontado para baixo), Papish e Perets (2016) (pontilhado), Woosley e Kasen (2011) (círculos), como mostra a legenda.

Esta segunda parte da discussão considera o restante dos modelos de SN Ia discutidos na seção 2.3. Como já discutimos previamente os modelos de Nomoto *et al.* (1997), neste momento vamos nos concentrar nos modelos de SN Ia propostos por Iwamoto *et al.* (2000); Papish e Perets (2016); Travaglio *et al.* (2004); Woosley e Kasen (2011). No entanto, este último modelo não prediz abundâncias para os elementos O, Ne e Mg, e conseqüentemente, não calculamos a razão de abundâncias para o O/Fe, Ne/Fe e Mg/Fe para este modelo. Vale lembrar que a diferença entre o modelos *c3\_3d\_256* e *c3\_3d\_256\** é que, o último leva em consideração os resultados da nucleossíntese começando apenas quando a temperatura atingiu 90% do pico ( $T_{\text{pico}} \sim 8.5 \times 10^9$  K), enquanto o modelo *c3\_3d\_256* considera a nucleossíntese durante todo o aumento da curva de T.

A fim de comparar dentre os modelos de SNe Ia, os gráficos de Si, O, Ne, Mg, S, Ar, Ca *versus* Fe e Si *versus* Ni (4.11, 4.12, 4.13, 4.14, 4.15, 4.16, 4.17 e 4.18, respectivamente) representam os *yields* previstos por Iwamoto *et al.* (2000); Papish e Perets (2016); Travaglio *et al.* (2004); Woosley e Kasen (2011), confrontando os *yields* de todos esses modelos e com os resultados obtidos da nossa amostra. O intuito destes gráficos é, ao mesmo tempo, verificar se o enriquecimento no ICM por explosões de SNe Ia advém de sistemas progenitores com degeneração única (SD) ou degeneração dupla (DD) e, sobretudo a consistência dos modelos de SNe Ia como limite inferior ao espaço de variabilidade para os resultados obtidos. Assim, sabendo que o espaço de variabilidade (2.4) mostra a região delimitada por um par de modelos, sendo um deles de SNecc (SNe II ou HNe) e SNe Ia, desta maneira, vamos analisar a compatibilidade das RTVs construídas por estes modelos com os resultados obtidos (ROV).

Ambas razões de abundância de Mg/Fe e O/Fe, mostradas nos respectivos gráficos 4.14 e 4.12, acusam o modelo CDD2 (linha sólida com marcador quadrado em azul escuro) para delimitar a ROV na parte inferior, com desvios percentuais de 5% e 6%, respectivamente. No caso de Mg/Fe, o modelo CDD1 (linha sólida com marcador quadrado em preto) não é capaz de representar a razão desta abundância para dois GGs para regiões internas: o MKW4 (triângulo preenchido apontado para direita em azul) e o NGC 6338 (losango preenchido em azul), e dois AGs, sendo o Abell 3526 (Centaurus) na região interna (círculo preenchido em azul) e o Abell 3581 na região externa (hexágono preenchido em vermelho). Para a razão de O/Fe, todos os modelos de Travaglio *et al.* (2004) e Papish e Perets (2016) e o modelo CDD1 de Iwamoto *et al.* (2000), não são bons representantes das razões de abundância determinada pela nossa amostra, com desvios de mais de 90%. De modo similar, quando usamos a razão de O/Fe como indicador de consistência dos modelos de SNe, todos os modelos podem ser excluídos com exceção do CDD2, dado que todos estes

modelos não descrevem a razão de abundância para o Abell 3526 na região interna (círculo preenchido em azul), como mostra o gráfico 4.12, com desvios percentuais de mais de 90%. Pela razão de Mg/Fe o modelo CDD1 pode ser excluído.

No gráfico 4.13 das abundâncias de Ne e Fe é apresentado que todos os modelos considerados nesta parte da discussão descrevem todas as abundâncias da nossa amostra, dentro do intervalo de confiança das razões de abundâncias observadas, de forma satisfatória. O modelo *b5\_3d\_256* (linha sólida com marcador triangular em verde) possui o menor desvio em relação ao modelo heurístico, com um desvio percentual de 55%. O modelo *c3\_2d\_512* (linha sólida com marcador triangular em azul) possui um desvio de 66%. Portanto, nenhum dos modelos de SNe Ia neste gráfico são excluídos.

Vimos anteriormente que para as razões de Mg/Fe (gráfico 4.6) e Ne/Fe (gráfico 4.5), todos os modelos de Nomoto *et al.* (1997) não representam a ROV de maneira adequada e são bem parecidos entre si, podem ser excluídos para estas razões. Os modelos de considerados nessa segunda parte da discussão começam a se destacar. O modelo CDD2 (linha sólida com marcador quadrado em azul escuro) para O/Fe (gráfico 4.12) é o único que não é excluído para esta razão. Em contrapartida, o modelo CDD1 (linha sólida com marcador quadrado em verde) é o único que é excluído para Mg/Fe (gráfico 4.14). Para as razões de abundâncias anteriores de Mg/Fe, Ne/Fe e O/Fe, os modelos teóricos propostos por Woosley e Kasen (2011), que simulam anãs brancas com massa menor que a massa de Chandrasekhar ( $M < M_{Ch}$ ), não fornecem as abundâncias de Mg, Ne e O. Diante disso, esses modelos não puderam ser investigados usando essas razões.

Dentre todos os modelos teóricos selecionados e estudados nessa parte da análise, para o gráfico 4.15 das abundâncias de Si e Fe, o modelo 9B (linha sólida com marcador circular em preto) é o que mais se aproxima do modelo heurístico e capaz de representar a ROV propriamente, com um desvio percentual de 25%. A predição desta razão de abundância para este modelo é de 0.86. O valor desta razão observada para o aglomerado Abell 3581 na região externa (hexágono preenchido em vermelho) é de  $1.11 \pm 0.27$ , alcançando um valor inferior de 0.84. Portanto, o modelo 9B engloba todas as abundâncias dentro do intervalo de confiança de  $1\sigma$ . Dentre todos os modelos investigados nesta parte da discussão, apenas os modelos 1A e 1C de Papish e Perets (2016) (linha pontilhada em azul claro e violeta, respectivamente) não representam todas as razões de abundâncias observadas. Podemos concluir que estes modelos podem ser excluídos para este indicador. Os modelos DD de Papish e Perets (2016) podem ser excluídos para este indicador, pois não delimitam bem a ROV. Ao mesmo tempo, os modelos restantes de Woosley e Kasen (2011), todos os modelos de Travaglio *et al.* (2004) e Iwamoto *et al.* (2000) representam a ROV

de forma satisfatória, pois estes subestimam os valores de razões de abundâncias obtidos pelas observações.

Dentre dos modelos considerados para representar a ROV, para a abundância de Si/Fe apresentada no gráfico 4.11, os modelos CDDs (linha sólida com marcador quadrado em preto e azul, respectivamente) cumprem este papel, com um desvio percentual de 1% e 44%. Os modelos de Travaglio *et al.* (2004) (linha sólida com marcador triangular), juntamente com o modelo anterior, também fornece uma boa delimitação da ROV. O mesmo ocorre para os modelos de Woosley e Kasen (2011). Por sua vez, os modelos do cenário DD de Papish e Perets (2016) são descartados com mais de 54% de desvio cada e são considerados excluídos por este indicador, por não representar todos valores das razões de abundâncias observadas pela nossa amostra.

Novamente, para as abundâncias de Ar e Fe mostradas no gráfico 4.16, os modelos do cenário DD de Papish e Perets (2016) (linha pontilhada) são precários para delimitar propriamente a ROV com um desvio percentual de mais de 120% cada, podem ser excluídos. Em contrapartida, todos os modelos de Iwamoto *et al.* (2000); Travaglio *et al.* (2004); Woosley e Kasen (2011), com desvios percentuais de até 61% cada, são consistentes com a ROV construída pela nossa amostra.

No gráfico 4.17 de abundâncias de Ca e Fe, todos os modelos de Travaglio *et al.* (2004) (linha sólida com marcador triangular) e os modelos de Woosley e Kasen (2011) (linha sólida com marcador circular): 9D (em verde), 10B-C-D (em vermelho, laranja e roxo, respectivamente), 10HD (em violeta) e 11HD (em cinza) são consistentes com os dados obtidos com intervalo de confiança de  $1\sigma$ . Todos os modelos CDDs de Iwamoto *et al.* (2000) e os modelos 9B-C (em preto e azul escuro, respectivamente) e 10HC-HCD (em azul claro e amarelo, respectivamente) de Woosley e Kasen (2011) são inconsistentes com os resultados obtidos da nossa amostra, e podemos excluí-los para este indicador.

Para a razão de abundância de Si/Ni apresentada no gráfico 4.18, os únicos modelos que englobam todas as razões de abundâncias observadas, delimita a ROV, são os modelos de Travaglio *et al.* (2004) (linha sólida com marcador triangular), com um desvio percentual de até 78%. O modelo CDD2 (linha sólida com marcador quadrado em azul escuro) não descreve esta razão para o GG NGC 5044 na região interna (estrela em azul), mesmo com um desvio de 32%. Todos os dez modelos de Woosley e Kasen (2011), juntamente com os modelos de Iwamoto *et al.* (2000) e Papish e Perets (2016) são extremamente inconsistentes com os valores observados da nossa amostra. Os modelos de Woosley e Kasen (2011) possuem um desvio de mais de 700% cada. Enquanto os modelos de Papish e Perets (2016) possuem mais de 2300%, o modelo CDD1 (linha sólida com marcador quadrado em

preto) possui um desvio de 228%. Portanto, estes modelos são insatisfatórios para representar nossa amostra e podem ser excluídos para essa razão de abundância.

Aqui investigamos todos os modelos teóricos da literatura estudados neste trabalho para todos os indicadores de compatibilidade entre os modelos e as observações. Podemos então selecionar os modelos de SNe Ia que possuem maior consistência com as observações de AGs e GGs em raios-X. Os melhores modelos são aqueles em que a RTV é compatível com a ROV. Os gráficos de 4.11 à 4.18 discutidos anteriormente, podemos dizer fazer algumas conclusões parciais sobre os modelos de SNe Ia de Iwamoto *et al.* (2000); Travaglio *et al.* (2004); Woosley e Kasen (2011) e Papish e Perets (2016). No contexto dos modelos de SNe Ia, estes modelos que possuem sistemas progenitores com natureza da degeneração do cenário DD são desfavorecidos por 6 das 8 razões de abundâncias consideradas.

Para o cenário de SNe Ia, em todos os gráficos de 4.3 à 4.18 concentramos a investigação nas diferenças massas do sistema progenitor, da natureza desse sistema e dos mecanismos de explosão de uma SN Ia. O intuito é obter pistas sobre diversas questões, como: a natureza do sistema progenitor e os mecanismos de explosões dos fenômenos de SNe Ia. Sobretudo, a seleção dos melhores modelos de SNe Ia fornecem indícios de como ocorreu o enriquecimento de AGs e GGs e ainda os mecanismos de transporte de matéria relevantes neste acontecimento. No capítulo 5 vamos resumir os resultados e destacar quais os melhores modelos teóricos selecionados descrevem melhor a nucleossíntese observada por nossa amostra de AGGs em raios-X com o satélite *Suzaku*.

Tabela 4.5: Tabela com desvios percentuais do modelo heurístico em relação aos modelos teóricos de SNecc, dados em porcentagem (%).

Modelos de SNecc	Ar/Fe	Ca/Fe	Mg/Fe	Ne/Fe	O/Fe	S/Fe	Si/Fe	Si/Ni
SNII (10-50 $M_{\odot}$ ), Nomoto et al. (1997b)	87	90	68	83	62	89	81	25
SN II.Z=0, Nomoto et al. (2006)	85	90	49	42	56	85	79	114
SN II.Z=001, Nomoto et al. (2006)	76	83	58	70	52	77	73	131
SN II.Z=004, Nomoto et al. (2006)	86	89	76	83	84	87	83	77
SN II.Z=02, Nomoto et al. (2006)	90	93	73	88	82	91	86	32
HNe.Z=0, Nomoto et al. (2006)	90	94	51	31	54	91	88	36
HNe.Z=001, Nomoto et al. (2006)	88	90	13	70	54	87	75	75
HNe.Z=004, Nomoto et al. (2006)	66	80	44	93	54	60	27	303
HNe.Z=02, Nomoto et al. (2006)	52	74	61	85	54	55	55	26

Tabela 4.6: Tabela com desvios percentuais do modelo heurístico em relação aos modelos teóricos de SNe Ia, dados em porcentagem (%).

Modelos de SNe Ia	Ar/Fe	Ca/Fe	Mg/Fe	Ne/Fe	O/Fe	S/Fe	Si/Fe	Si/Ni
W7, Nomoto et al. (1997b)	47	14	94	97	158	49	52	49
W70, Nomoto et al. (1997b)	37	30	89	99	131	48	58	56
WDD1, Nomoto et al. (1997b)	95	287	92	99	146	73	52	302
WDD2, Nomoto et al. (1997b)	39	153	96	99	32	5	9	185
WDD3, Nomoto et al. (1997b)	22	57	98	100	26	34	43	58
CDD1, Iwamoto et al. (2000)	26	153	95	99	94	13	1	228
CDD2, Iwamoto et al. (2000)	28	47	20	100	6	37	44	33
<i>c3.2d.512</i> , Travaglio et al. (2004)	81	73	82	66	1874	75	66	73
<i>c3.3d.256</i> , Travaglio et al. (2004)	79	57	80	74	1270	71	65	70
<i>c3.3d.256*</i> , Travaglio et al. (2004)	72	35	83	75	1260	69	68	72
<i>b5.3d.256</i> , Travaglio et al. (2004)	36	8	63	55	1217	34	27	18
<i>b30.3d.768</i> , Travaglio et al. (2004)	78	65	92	84	757	77	76	78
Modelo DD, Papish & Perets et al. (2016)	121	354	97	99	298	85	54	2388
Modelo DD c/ He, Papish & Perets et al. (2016)	123	369	93	98	185	85	61	2583
9B, Woosley & Kasen (2011)	29	88	–	–	–	25	53	1355
9C, Woosley & Kasen (2011)	39	53	–	–	–	36	58	1513
9D, Woosley & Kasen (2011)	48	27	–	–	–	44	62	1231
10B, Woosley & Kasen (2011)	56	21	–	–	–	54	73	960
10C, Woosley & Kasen (2011)	43	27	–	–	–	36	64	1181
10D, Woosley & Kasen (2011)	61	19	–	–	–	57	76	704
10HC, Woosley & Kasen (2011)	31	124	–	–	–	28	55	2047
10HCD, Woosley & Kasen (2011)	36	62	–	–	–	30	53	1869
10HD, Woosley & Kasen (2011)	44	30	–	–	–	37	62	1341
11HD, Woosley & Kasen (2011)	61	14	–	–	–	61	78	807



Tabela 4.7: Tabela com as abundâncias numéricas dos modelos heurísticos para cada razão de abundância.

SNe yields	Ar/Fe		Ca/Fe		Mg/Fe		Ne/Fe		O/Fe		S/Fe		Si/Fe		Si/Ni	
	valor	err	valor	err	valor	err	valor	err	valor	err	valor	err	valor	err	valor	err
SNecc	11.95	1.20	19.38	5.49	12.00	9.98	16.27	1.93	10.00	9.20	21.08	1.72	18.91	12.86	2.85	0.12
SNe Ia	0.73	0.027	0.553	0.051	0.595	0.066	0.253	0.009	0.014	0.009	1.138	0.015	1.114	0.043	0.25	0.02

## 4.1 Modelos inconsistentes com a amostra

Nesta seção vamos discriminar quais os modelos teóricos preveem razões entre as abundâncias elementares, mostrada nos gráficos do capítulo 4, que melhor delimitam a RTV, tanto para SNe Ia quanto para SNecc. Tal consistência da RTV com a ROV fornece um número de modelos teóricos candidatos a descrever com exatidão toda a física envolvida na explosão de SNe. A seguir, vamos apontar quais modelos são mais compatíveis com as observações a partir das razões entre as abundâncias elementares. As Tabelas 4.8 e 4.9 apresentam quais modelos são inconsistentes com o espaço de variabilidade das razões entre abundâncias elementares utilizadas neste trabalho.

Tabela 4.8: Modelos incompatíveis com o espaço de variabilidade das razões de abundâncias citadas, para SNecc.

Razões de Abundâncias	Modelos	Ref.
Si/Fe	todos	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos, com exceção de HNe c/ $Z=0.004$	Nomoto <i>et al.</i> (2006)
S/Fe	todos	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos	Nomoto <i>et al.</i> (2006)
O/Fe	nenhum	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	SNe II c/ $Z=0.02$ e $0.004$	Nomoto <i>et al.</i> (2006)
Ne/Fe	todos	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos, com exceção de HNe c/ $Z=0$	Nomoto <i>et al.</i> (2006)
Mg/Fe	todos	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos, com exceção de HNe c/ $Z=0.001$	Nomoto <i>et al.</i> (2006)
Ca/Fe	todos	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos, com exceção de HNe c/ $Z=0.02$ e $0.004$	Nomoto <i>et al.</i> (2006)
Ar/Fe	todos	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos	Nomoto <i>et al.</i> (2006)
Si/Ni	todos	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos, com exceção de HNe c/ $Z=0.02$ e $0.001$	Nomoto <i>et al.</i> (2006)

Tabela 4.9: Modelos incompatíveis com o espaço de variabilidade das razões de abundâncias citadas, para SNe Ia.

Razões de Abundâncias	Modelos	Ref.
Si/Fe	nenhum da referência	Woosley e Kasen (2011)
	WDD1	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos da referência	Papish e Perets (2016)
	nenhum da referência	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
	nenhum da referência	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
S/Fe	nenhum da referência	Woosley e Kasen (2011)
	WDD1	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos da referência	Papish e Perets (2016)
	nenhum da referência	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
	nenhum da referência	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
O/Fe	WDD1	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos da referência	Papish e Perets (2016)
	CDD1	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
	todos da referência	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
Ne/Fe	nenhum da referência	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	nenhum da referência	Papish e Perets (2016)
	nenhum da referência	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
	nenhum da referência	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
Mg/Fe	nenhum da referência	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	nenhum da referência	Papish e Perets (2016)
	CDD1	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
	nenhum da referência	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
Ca/Fe	Modelos 9B-C, 10-HC-HCD-HD	Woosley e Kasen (2011)
	todos da referência	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos da referência	Papish e Perets (2016)
	todos da referência	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
	nenhum da referência	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
Ar/Fe	nenhum da referência	Woosley e Kasen (2011)
	nenhum da referência	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos da referência	Papish e Perets (2016)
	nenhum da referência	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
	nenhum da referência	Travaglio <i>et al.</i> (2004)
Si/Ni	todos da referência	Woosley e Kasen (2011)
	WDDs (WDD1-2-3)	Nomoto <i>et al.</i> (1997)
	todos da referência	Papish e Perets (2016)
	todos da referência	Iwamoto <i>et al.</i> (2000)
	nenhum da referência	Travaglio <i>et al.</i> (2004)

As tabelas anteriores 4.8 e 4.9 ainda podem ser representadas pelos histogramas nos gráficos 4.19 e 4.20, respectivamente. Estes histogramas indicam a consistência de todos os modelos para uma quantidade de 8 aferidores de compatibilidade, na maioria dos casos. Para os modelos fornecidos por Woosley e Kasen (2011), apenas verificamos a consistência para 5 aferidores, já que as abundâncias dos elementos O, Ne e Mg não foram fornecidas. Em relação à SNecc, o gráfico 4.19 apresenta a quantidade de vezes que os modelos são compatíveis com a nossa amostra, estes modelos estão sujeitos a 8 razões de abundâncias. Por isso, um modelo é totalmente inconsistente quando este é incompatível com todos os aferidores utilizados. Nesta perspectiva, podemos notar que os modelos de HNe são favorecidos frente ao modelos de SNe II, visto que os modelos de HNe possuem maior compatibilidade com as observações de AGs e GGs.

### Modelos de SNecc incompatíveis com os aferidores

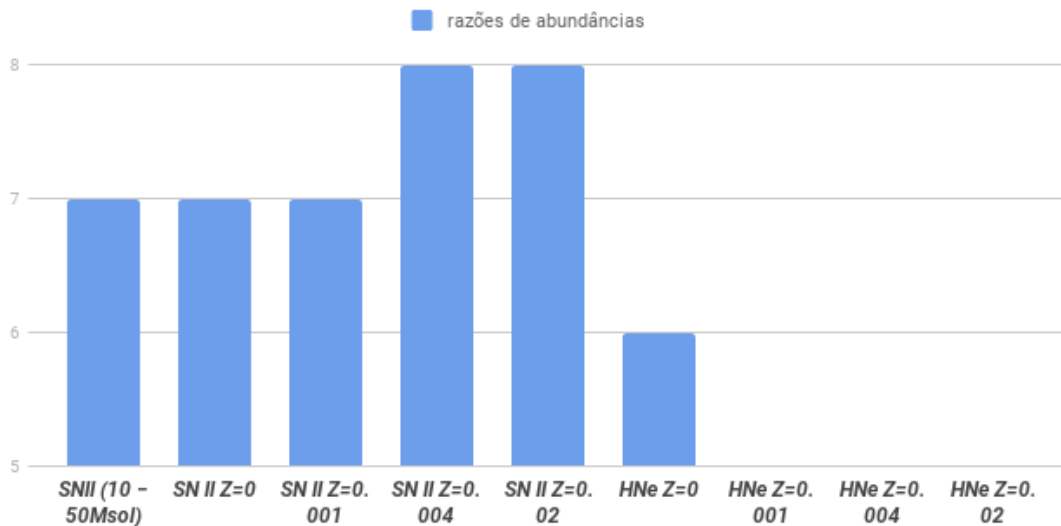


Figura 4.19: Histograma do número de vezes em que um modelo de SNecc não é compatível com as observações de AGs e GGs. Cada modelo foi testado para um total de 8 aferidores de razões de abundâncias, com exceção dos modelos de Woosley e Kasen (2011). Estes modelos foram testados apenas para 5 aferidores.

O gráfico 4.20 apresenta é semelhante ao gráfico 4.19, porém a categoria correspondente é de SNe Ia. Neste caso, há favorecimento por duas categorias de modelos: modelos de deflagração e modelos de simulações 2-3D que utilizam método de traçadores de partículas para determinar a evolução com o tempo, propostos por Travaglio *et al.* (2004). Como dito anteriormente, embora alguns modelos de Woosley e Kasen (2011) apresentem incompatibilidade apenas em 1 das razões de abundâncias, estes modelos foram testados somente para 5 razões. Por este motivo, os modelos 9D, 10-B-CD e 11HD não são considerados favorecidos pelos nossos resultados. Outra característica interessante é que os modelos do cenário de degeneração dupla Papish e Perets (2016) são fortemente desfavorecidos pelos nossos resultados. Repare que esses modelos são incompatíveis com todas as razões de abundâncias consideradas. Além disso, o modelos WDD1 de Nomoto *et al.* (1997) também apresentam uma grande incompatibilidade com os nossos aferidores, visto que é inconsistente para 5 das 8 razões de abundâncias consideradas.

**Modelos de SNe Ia incompatíveis com os aferidores**

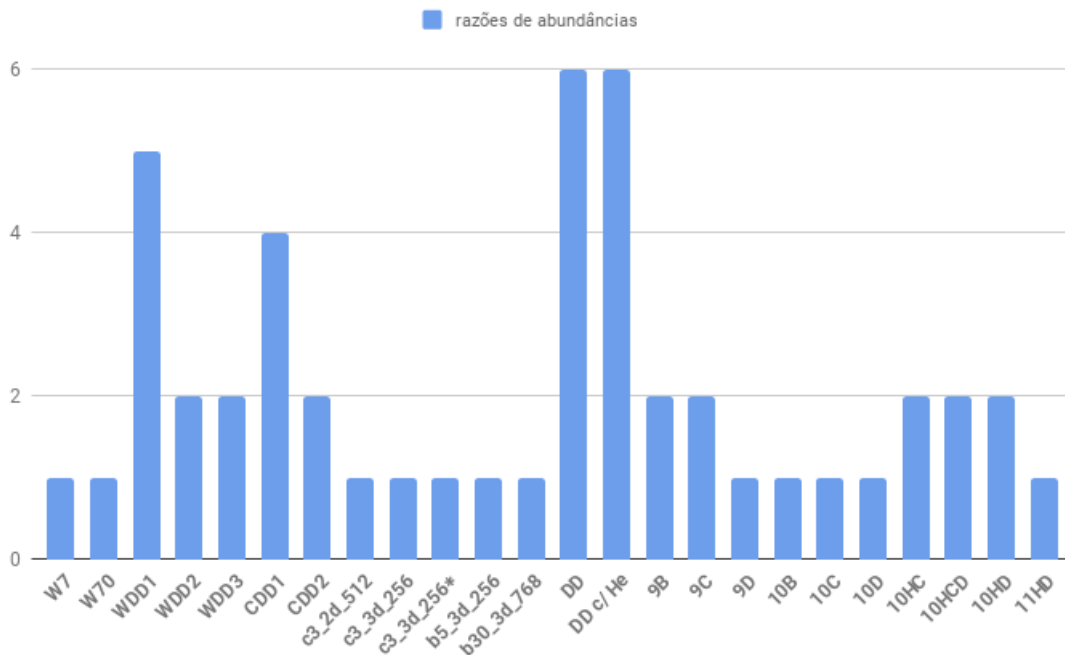


Figura 4.20: Histograma do número de vezes em que um modelo de SNe Ia não é compatível com as observações de AGs e GGs. Cada modelo foi testado para um total de 8 aferidores de razões de abundâncias, com exceção dos modelos de Woosley e Kasen (2011). Estes modelos foram testados apenas para 5 aferidores.

# Capítulo 5

## Conclusões

Neste trabalho, realizamos um estudo das abundâncias do meio intra-aglomerado de aglomerados e grupos de galáxias através da técnica de espectroscopia espacialmente resolvidas em raios-X, para selecionar os modelos teóricos de explosões de SNe com previsão de *yields* selecionados da literatura.

Para selecionarmos os modelos de explosões de SNe mais compatíveis com a nossa amostra, utilizamos observações de 18 AGs e GGs do Satélite *Suzaku*, selecionados entre *redshift* 0.004 a 0.05. A redução de dados por espectroscopia resolvida em raios-X foi aplicada para extrair os espectros do ICM para as diferentes regiões (internas, externas e total). O *background* utilizado é o NEP (North Ecliptic Pole), que são observações de regiões do céu que possuem poucas fontes pontuais. O ajuste espectral foi realizado individualmente para cada um dos instrumentos pertencentes ao espectrômetro a bordo do *Suzaku*, obtendo um conjunto de abundâncias elementares (Ar, Ca, O, Ne, Mg, S, Si, Fe e Ni), para uma dada região. Para determinar a média da abundância de um elemento e região em particular, realizamos uma média ponderada pelo erro para este elemento, utilizando os conjuntos de abundâncias elementares de todos os instrumentos. Isso foi repetido para cada elemento e para cada região. A partir dessa média, calculamos as razões de abundâncias de Ar/Fe, Ca/Fe, O/Fe, Ne/Fe, Mg/Fe, S/Fe, Si/Fe e Si/Ni para cada objeto da amostra e para cada região. Cada uma dessas razões populam um espaço de variabilidade. Portanto, utilizamos 8 espaços de variabilidade com todos os modelos considerados, para discriminar entres estes modelos.

Na literatura atual, há uma variedade de modelos teóricos para descrever explosões de SNe. A consistência destes modelos com as medidas de abundâncias do ICM são importantes para discriminar entre eles. Dado que, pelo menos parte dos elementos pesados observados no ICM, é pensado ter origem de produtos de SNe de galáxias-membro de AGs e GGs. Entender a natureza dos sistemas progenitores

de SNe e seus mecanismos de explosão são fundamentais para o entendimento do enriquecimento do Universo, em particular de AG e GGs.

Dentre os modelos teóricos testados, existe uma variedade da natureza do sistema progenitor e também dos mecanismos de explosões. Há 24 modelos de SNe Ia com diferentes características. Dentre os modelos, há modelos em que ambas as estrelas progenitoras possuem matéria degenerada, com o cenário de degeneração dupla (DD), ou em que apenas uma delas está nesta condição, cenário de degeneração única (SD).

Dentre os modelos SD, há modelos em que a explosão é do tipo deflagração, a energia produzida pela ignição de Carbono se propaga com uma velocidade subsônica. Para os modelos de detonação, à velocidades supersônicas ou ainda por detonação tardia, em que há uma variação da velocidade de propagação do regime subsônico para supersônico. Sobretudo, há modelos em que a massa das estrelas do sistema progenitor estão abaixo ou acima da massa de Chandrasekhar ( $\sim 1.4 M_{\odot}$ ). Além disto, os 9 modelos de SNecc diferem entre si em relação a energia da explosão liberada que, se da ordem de  $10^{52}$  ergs descrevemos SNe II e se essa energia é da ordem de  $3 - 5 \times 10^{52}$  ergs, juntamente com a metalicidade inicial da estrela progenitora (Nomoto *et al.*, 2006).

Partimos da hipótese de que nenhum mecanismo de transporte de matéria poderia alterar as razões de abundâncias medidas e que todas as SNe que enriqueceram o ICM podem ser representadas por duas classes: SNe Ia e SNecc. A caracterização dos melhores modelos é feita por meio do par de modelos, sendo um de SNe Ia e outro de SNecc, que abarca todas as medidas de abundâncias contidas no espaço de variabilidade, com nível de confiança de  $1\sigma$ . Entretanto, ainda pode haver algumas incertezas nessas medidas, como a contaminação pela PSF (basicamente, a contaminação na distribuição dos fótons detectados) e o ajuste espectral, visto que fixamos a coluna de hidrogênio para todos os ajustes individuais. Além disso, a calibração diferente dos XIS, que possuem estruturas de detecção distintas entre si. Todas essas considerações levam à incertezas nas determinações de abundâncias elementares e podem acarretar a distintos valores de abundâncias.

Implementamos um modelo empírico para dar conta dos dados, mesmo quando os modelos teóricos os descreviam bem. O modelo heurístico é o modelo mínimo necessário para descrever estritamente todos os dados, partindo do princípio em que ele assume que as observações são variadas o suficiente para compor de uma amostragem de contaminação por SNe que varia de 100% a 0% tanto para SNe Ia como SNecc. Usamos este modelo como referência para designar a consistência entres os modelos teóricos e os dados, calculando desvios percentuais para todos os modelos e razões de abundâncias consideradas.

Na perspectiva de SNecc, para 6 razões do conjunto 8 de razões de abundâncias consideradas, encontramos que os modelos de HNe são compatíveis com os dados de observações raios-X de AGs e GGs. Sobretudo, os modelos com metalicidade média e alta, com  $Z=0.004$  e  $0.02$  de Nomoto *et al.* (2006). Para as 2 razões restantes, nenhum dos modelos teóricos de SNe II ou HNe descrevem bem os resultados. No cenário de modelos de SNe Ia, os modelos mais consistente com os resultados são os modelos propostos por Travaglio *et al.* (2004) que descrevem satisfatoriamente 7 das 8 razões de abundâncias consideradas. Adicionalmente, os modelos de deflagração W7 e W70 de Nomoto *et al.* (1997), na mesma proporção. Os modelos de Papish e Perets (2016) do cenário de progenitoras com degeneração dupla são desfavorecidos por 6 dos 8 os indicadores de razões de abundâncias. O modelo WDD1 de Nomoto *et al.* (1997) é excluído em 6 das 8 razões de abundâncias. No entanto, as duas razões de abundâncias restantes ou não excluem nenhum modelo ou só excluem um modelo.

Podemos sintetizar que as principais conclusões deste trabalho sugerem que (1) os modelos de HNe com metalicidade média e alta são mais consistentes com as observações comparados aos modelos de SNe II. Simultaneamente, (2) os modelos de Travaglio *et al.* (2004) e os modelos de deflagração pura de Nomoto *et al.* (1997) são consistentes com os resultados da nossa amostra em detrimento aos outros modelos de SNe Ia, na maioria das razões de abundâncias consideradas. Sobretudo, estes resultados fornecem indícios de que (3) o ICM é predominantemente enriquecido por elementos pesados de HNe. Além disso, nossa análise sugere que (4) a natureza de sistemas progenitores de SNe Ia não são sustentadas por colisões de duas anãs brancas, visto que a maioria dos indicadores não fornece pistas para este cenário. Sobretudo, favorece o cenário de que (5) a ignição de Carbono da estrela progenitora de SNe Ia têm origem de múltiplas bolhas de turbulência, não necessariamente no centro da estrela.

Portanto, podemos concluir que os modelos de HNe de Nomoto *et al.* (2006) e os modelo de bolhas de Travaglio *et al.* (2004) e de deflagração pura de Nomoto *et al.* (1997) estabelecem razões de abundâncias teóricas consistentes com as observações em raios-X de 18 AGs e GGs pelo Satélite Suzaku.

Esses resultados podem ser melhorados se aumentamos a nossa amostra. Dado que um maior número de AGs e GGs tornam o espaço de variabilidade cada vez mais completo, e conseqüentemente, aumenta a capacidade de distinção entre os modelos teóricos encontrados na literatura. Além disto, pretendemos aumentar a quantidade e diversidade de modelos teóricos. Assim, podemos averiguar melhor diferentes cenários e mecanismos de explosão. Outra possibilidade é acrescentar objetos observados por outros satélites, como o *Chandra* e o *XMM-Newton*.



# Referências Bibliográficas

- Allen, S. W., Fabian, A. C. “A ROSAT PSPC Investigation of the Centaurus Cluster of Galaxies”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 269, pp. 409, jul. 1994. doi: 10.1093/mnras/269.2.409.
- Anders, E., Grevesse, N. “Abundances of the elements: Meteoritic and solar”, *Geochim. Cosmochim. Acta*, v. 53, pp. 197–214, 1989. doi: 10.1016/0016-7037(89)90286-X.
- Anderson, J. P., González-Gaitán, S., Hamuy, M., et al. “Characterizing the V-band light-curves of hydrogen-rich type II supernovae”, *The Astrophysical Journal*, v. 786, n. 1, pp. 67, 2014.
- Arida, M. “The ASCA Data Reduction Guide”. 1991. Disponível em: <[https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/asca/ahp\\_analysis.html](https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/asca/ahp_analysis.html)>.
- Arnaud, K. A. “XSPEC: The First Ten Years”. In: Jacoby, G. H., Barnes, J. (Eds.), *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, v. 101, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 17, 1996.
- Arnaud, K., Gordon, C., Dorman, B. “XSPEC, An X-Ray Spectral Fitting Package”. 2017. Disponível em: <<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual/XspecManual.html>>.
- Arnaud, K., Smith, R., Siemiginowska, A. *Handbook of X-ray Astronomy*. set. 2011.
- Arnett, W. D. “A Possible Model of Supernovae: Detonation of  $^{12}\text{C}$ ”, *Astrophysics and Space Science*, v. 5, pp. 180–212, out. 1969. doi: 10.1007/BF00650291.
- Baade, W., Zwicky, F. “On super-novae”, *Proceedings of the National Academy of Sciences*, v. 20, n. 5, pp. 254–259, 1934.
- Baron, E., Cooperstein, J., Kahana, S. “Type II supernovae in 12 M(sun) and 15 M(sun) stars: The equation of state and general relativity”, *Phys. Rev. Lett.*, v. 55, pp. 126–129, 1985. doi: 10.1103/PhysRevLett.55.126.

- Basílio Santiago, Horacio Dottori, C. M. D. A. G. “Astronomia e Astrofísica”. 2004. Disponível em: <<https://www.if.ufrgs.br/oei/stars/mainseq/rgbphase.htm>>.
- Bethe, H. A., Wilson, J. R. “Revival of a stalled supernova shock by neutrino heating”, *Astrophys. J.*, v. 295, pp. 14–23, 1985. doi: 10.1086/163343.
- Bevington, P. R., Robinson, D. K. *Data reduction and error analysis for the physical sciences*. 2003.
- Biffi, V., Planelles, S., Borgani, S., et al. “The history of chemical enrichment in the intracluster medium from cosmological simulations”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 468, pp. 531–548, jun. 2017. doi: 10.1093/mnras/stx444.
- Binney, J., Tabor, G. “Evolving Cooling Flows”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 276, pp. 663, set. 1995. doi: 10.1093/mnras/276.2.663.
- Blondin, S., Dessart, L., Hillier, D. J., et al. “One-dimensional delayed-detonation models of Type Ia supernovae: Confrontation to observations at bolometric maximum”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 429, pp. 2127, 2013. doi: 10.1093/mnras/sts484.
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., et al. “Synthesis of the Elements in Stars”, *Reviews of Modern Physics*, v. 29, pp. 547–650, 1957. doi: 10.1103/RevModPhys.29.547.
- Burrows, A. “Colloquium: Perspectives on core-collapse supernova theory”, *Rev. Mod. Phys.*, v. 85, pp. 245, 2013. doi: 10.1103/RevModPhys.85.245.
- Cappellaro, E., Turatto, M., Benetti, et al. “The rate of supernovae. 2. The selection effects and the frequencies per unit blue luminosity”, *Astron. Astrophys.*, v. 273, pp. 383, 1993.
- Carroll, B. W., Ostlie, D. A. *An introduction to modern astrophysics*. Cambridge University Press, 2017.
- Caughlan, G. R., Fowler, W. A. “Thermonuclear Reaction Rates V”, *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, v. 40, pp. 283, 1988. doi: 10.1016/0092-640X(88)90009-5.
- Churazov, E., Brggen, M., Kaiser, C. R., et al. “Evolution of buoyant bubbles in M87”, *Astrophys. J.*, v. 554, pp. 261–273, 2001. doi: 10.1086/321357.

- Colgate, S. A., Johnson, M. H. “Hydrodynamic Origin of Cosmic Rays”, *Phys. Rev. Lett.*, v. 5, pp. 235–238, 1960. doi: 10.1103/PhysRevLett.5.235.
- Colgate, S. A., White, R. H. “The Hydrodynamic Behavior of Supernovae Explosions”, *Astrophys. J.*, v. 143, pp. 626, 1966. doi: 10.1086/148549.
- Couch, S. M. “The mechanism (s) of core-collapse supernovae”, *Phil. Trans. R. Soc. A*, v. 375, n. 2105, pp. 20160271, 2017.
- David, L. P., Nulsen, P. E. J., McNamara, B. R., et al. “A High-Resolution Study of the Hydra A Cluster with Chandra: Comparison of the Core Mass Distribution with Theoretical Predictions and Evidence for Feedback in the Cooling Flow”, *The Astrophysical Journal*, v. 557, pp. 546–559, ago. 2001. doi: 10.1086/322250.
- De Grandi, S., Molendi, S. “Metallicity Gradients in X-Ray Clusters of Galaxies”, *The Astrophysical Journal*, v. 551, pp. 153–159, abr. 2001. doi: 10.1086/320098.
- de Moura Estevão, T. G. *Limites nos Modelos de Explosao de Supernovae Usando Enriquecimento de Metais Pesados no Meio Intra-Aglomerado*. Tese de Mestrado, Observatório Nacional, Rio de Janeiro, Brasil, 2010.
- Dupke, R. A., White, III, R. E. “Chandra analysis of abell 496”, *ASP Conf. Ser.*, v. 262, pp. 377, 2002.
- Dupke, R. A., White III, R. E. “Constraints on type IA supernova models from X-ray spectra of galaxy clusters”, *The Astrophysical Journal*, v. 528, n. 1, pp. 139, 2000.
- Dupke, R. A., White, III, R. E. “Metallicity Gradients in the Intracluster Gas of Abell 496”, *The Astrophysical Journal*, v. 537, pp. 123–133, jul. 2000. doi: 10.1086/308993.
- Ebisawa, K. “How to calculate the coordinate keywords for Astro-E2 event file”. 2005. Disponível em: <<https://heasarc.nasa.gov/docs/heasarc/caldb/suzaku/docs/xrt/2005-09.pdf>>.
- Eldridge, J. J. “Massive stars in their death throes”, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London A: Mathematical, Physical and Engineering Sciences*, v. 366, n. 1884, pp. 4441–4452, 2008.
- Eldridge, J. J., Fraser, M., Smartt, S. J., et al. “The death of massive stars - II. Observational constraints on the progenitors of type Ibc supernovae”,

- Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 436, pp. 774, 2013. doi: 10.1093/mnras/stt1612.
- Ezer, C., Bulbul, E., Ercan, E. N., et al. “Uniform Contribution of Supernova Explosions to the Chemical Enrichment of Abell 3112 out to R 200”, *The Astrophysical Journal*, v. 836, n. 1, pp. 110, 2017.
- Ezer, C., Bulbul, E., Nihal Ercan, E., et al. “Uniform Contribution of Supernova Explosions to the Chemical Enrichment of Abell 3112 out to R<sub>200</sub>”, *The Astrophysical Journal*, 836:110, fev. 2017. doi: 10.3847/1538-4357/836/1/110.
- Fabian, A. C. “Cooling Flows in Clusters of Galaxies”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 32, pp. 277–318, 1994. doi: 10.1146/annurev.aa.32.090194.001425.
- Fewell, M. “The atomic nuclide with the highest mean binding energy”, *American Journal of Physics*, v. 63, n. 7, pp. 653–658, 1995.
- Filippenko, A. V. “Optical spectra of supernovae”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 35, n. 1, pp. 309–355, 1997.
- Finoguenov, A., David, L., Ponman, T. “An ASCA study of the heavy-element distribution in clusters of galaxies”, *The Astrophysical Journal*, v. 544, n. 1, pp. 188, 2000.
- Fukazawa, Y., Ohashi, T., Fabian, A. C., et al. “Metal concentration and X-ray cool spectral component in the central region of the Centaurus cluster of galaxies”, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, v. 46, pp. L55–L58, jun. 1994.
- Gentile, F. R. “Interdisciplinaridade: a essência humana para a sustentabilidade da educação?” *Interdisciplinaridade. Revista do Grupo de Estudos e Pesquisa em Interdisciplinaridade. ISSN 2179-0094.*, , n. 6, pp. 37–43, 2015. Disponível em: <[http://www4.pucsp.br/gepi/revista\\_interdisciplinaridade.html](http://www4.pucsp.br/gepi/revista_interdisciplinaridade.html)>.
- Gunn, J. E., Gott, III, J. R. “On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution”, *The Astrophysical Journal*, v. 176, pp. 1, ago. 1972. doi: 10.1086/151605.
- Gutiérrez, C. P., Anderson, J. P., Hamuy, M., et al. “Type II Supernova Spectral Diversity. II. Spectroscopic and Photometric Correlations”, *The As-*

- trophysical Journal*, v. 850, n. 1, pp. 90, 2017. Disponível em: <<http://stacks.iop.org/0004-637X/850/i=1/a=90>>.
- Hakobyan, A. A., Petrosian, A. R., McLean, B., et al. “Early-type galaxies with core collapse supernovae”, *Astron. Astrophys.*, v. 488, pp. 523, 2008. doi: 10.1051/0004-6361:200809817.
- Hamuy, M., Pinto, P. A. “Type II supernovae as standardized candles”, *The Astrophysical Journal Letters*, v. 566, n. 2, pp. L63, 2002.
- Hansen, C. J., Wheeler, J. C. “A Calculation of a White Dwarf Supernova”, *Astrophysics and Space Science*, v. 3, pp. 464–474, mar. 1969. doi: 10.1007/BF00653366.
- Harsha, N. R. S. “The tightly bound nuclei in the liquid drop model”, 2017. doi: 10.1088/1361-6404/aaa345.
- HEASARC website, N. “The Uhuru Satellite”. <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/uhuru/uhuru.html>, 2003. acessado em 16/06/2017.
- Hillebrandt, W., Niemeyer, J. C. “Type Ia supernova explosion models”, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, v. 38, pp. 191–230, 2000. doi: 10.1146/annurev.astro.38.1.191.
- Hoyle, F., Fowler, W. A. “Nucleosynthesis in Supernovae”, *Astrophys. J.*, v. 132, pp. 565, 1960. doi: 10.1086/146963. [Erratum: *Astrophys. J.*134,1028(1961)].
- Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., et al. “Nucleosynthesis in Chandrasekhar mass models for type Ia supernovae and constraints on progenitor systems and burning-front propagation”, *Astrophys. J. Suppl.*, v. 125, pp. 439–462, 2000. doi: 10.1086/313278.
- Janka, H. T. “Explosion Mechanisms of Core-Collapse Supernovae”, *Ann. Rev. Nucl. Part. Sci.*, v. 62, pp. 407–451, 2012. doi: 10.1146/annurev-nucl-102711-094901.
- Janka, H. T., Melson, T., Summa, A. “Physics of Core-Collapse Supernovae in Three Dimensions: a Sneak Preview”, *Ann. Rev. Nucl. Part. Sci.*, v. 66, pp. 341–375, 2016. doi: 10.1146/annurev-nucl-102115-044747.
- Johnson, H., Morgan, W. “Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas”, *The Astrophysical Journal*, v. 117, pp. 313, 1953.

- Kaiser, C. R., Binney, J. “Simple models of cooling flows”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 338, pp. 837–845, fev. 2003. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06131.x.
- LaMarr, B., Grant, C., Kissel, S., et al. “Front- and back-illuminated x-ray CCD performance in low- and high-Earth orbit: performance trends of Suzaku XIS and Chandra ACIS detectors”. In: *Space Telescopes and Instrumentation 2008: Ultraviolet to Gamma Ray*, v. 7011, *Proceedings of the SPIE*, p. 70112C, jul. 2008. doi: 10.1117/12.788168.
- Larson, R. B., Dinerstein, H. L. “Gas loss in groups of galaxies”, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 87, pp. 911–915, dez. 1975. doi: 10.1086/129870.
- Liebendoerfer, M. “Toward three-dimensional simulations of stellar core collapse with magnetic fields”. 2006. Disponível em: <[https://astro.physik.unibas.ch/fileadmin/user\\_upload/astrophysik-unibas-ch/liebendoerfer/Supernova\\_Models.html](https://astro.physik.unibas.ch/fileadmin/user_upload/astrophysik-unibas-ch/liebendoerfer/Supernova_Models.html)>.
- Lochner, J. C., Rohrbach, G., Cochrane, K. “What is Your Cosmic Connection to the Elements”. 2005. Disponível em: <<https://imagine.gsfc.nasa.gov/educators/elements/imagine/Cosmic.pdf>>.
- Lodders, K. “Solar System Abundances and Condensation Temperatures of the Elements”, *The Astrophysical Journal*, v. 591, pp. 1220–1247, jul. 2003. doi: 10.1086/375492.
- Longair, M. S. *High energy astrophysics*. Cambridge [England], 1994. ISBN: 0521383749, 0521387736 (pbk.).
- Maeda, K., Terada, Y. “Progenitors of type Ia supernovae”, *Int. J. Mod. Phys.*, v. D25, pp. 1630024, 2016. doi: 10.1142/S021827181630024X.
- Maoz, D., Mannucci, F., Nelemans, G. “Observational clues to the progenitors of Type-Ia supernovae”, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, v. 52, pp. 107–170, 2014. doi: 10.1146/annurev-astro-082812-141031.
- Matteucci, F., Greggio, L. “Relative roles of type I and II supernovae in the chemical enrichment of the interstellar gas”, *Astronomy and Astrophysics*, v. 154, pp. 279–287, 1986. ISSN: 0004-6361.
- Mernier, F., de Plaa, J., Kaastra, J. S., et al. “Radial metal abundance profiles in the intra-cluster medium of cool-core galaxy clusters, groups,

- and ellipticals”, *Astronomy and Astrophysics*, 603:A80, jul. 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201630075.
- Minkowski, R. “Spectra of supernovae”, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 53, pp. 224, 1941. doi: 10.1086/125315.
- Mitchell, R. J., Culhane, J. L., Davison, P. J. N., et al. “Ariel 5 observations of the X-ray spectrum of the Perseus Cluster”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 175, pp. 29P–34P, maio 1976. doi: 10.1093/mnras/175.1.29P.
- Mushotzky, R. “X-ray emission from clusters of galaxies”, *Physica Scripta*, v. 1984, n. T7, pp. 157, 1984.
- Mushotzky, R., Serlemitsos, P., Boldt, E., et al. “The X-ray emitting galaxy Centaurus A”, *The Astrophysical Journal*, v. 220, pp. 790–797, 1978.
- Nadyozhin, D. K. “The properties of Ni to CO to Fe decay”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 92, pp. 527–531, jun 1994. doi: 10.1086/192008.
- Nelemans, G., Voss, R., Roelofs, G., et al. “Limits on the X-ray and optical luminosity of the progenitor of the type Ia supernova SN2007sr”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 388, pp. 487, 2008. doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13416.x.
- Nomoto, K., Iwamoto, K., Nakasato, N., et al. “Nucleosynthesis in type Ia supernovae”, *Nuclear Physics A*, v. 621, pp. 467–476, fev. 1997. doi: 10.1016/S0375-9474(97)00291-1.
- Nomoto, K., Hashimoto, M., Tsujimoto, T., et al. “Nucleosynthesis in type II supernovae”, *Nucl. Phys.*, v. A616, pp. 79–90, 1997a. doi: 10.1016/S0375-9474(97)00076-6.
- Nomoto, K., Thielemann, F. K., Yokoi, K. “Accreting white dwarf models of Type I supernovae. 3. Carbon deflagration supernovae”, *Astrophys. J.*, v. 286, pp. 644, 1984. doi: 10.1086/162639.
- Nomoto, K., Tominaga, N., Umeda, H., et al. “Nucleosynthesis Yields of Core-Collapse Supernovae and Hypernovae, and Galactic Chemical Evolution”, *Nucl. Phys.*, v. A777, pp. 424–458, 2006. doi: 10.1016/j.nuclphysa.2006.05.008.





- Sarazin, C. L. “Hot plasma in clusters of galaxies, the largest objects in the Universe”, *Physics of Plasmas*, v. 10, pp. 1992–1998, maio 2003. doi: 10.1063/1.1556300.
- Schneider, P. *Extragalactic astronomy and cosmology: an introduction*. Springer Science & Business Media, 2007.
- Seitzzahl, I. R., Townsley, D. M. “Nucleosynthesis in thermonuclear supernovae”, 2017.
- Serlemitsos, P., Smith, B., Boldt, E., et al. “X-radiation from clusters of galaxies-Spectral evidence for a hot evolved gas”, *The Astrophysical Journal*, v. 211, pp. L63–L66, 1977.
- Simionescu, A., Werner, N., Urban, O., et al. “A Uniform Contribution of Core-collapse and Type Ia Supernovae to the Chemical Enrichment Pattern in the Outskirts of the Virgo Cluster”, *The Astrophysical Journal Letters*, 811:L25, out. 2015. doi: 10.1088/2041-8205/811/2/L25.
- Smartt, S. J. “Progenitors of core-collapse supernovae”, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, v. 47, pp. 63–106, 2009. doi: 10.1146/annurev-astro-082708-101737.
- Smartt, S. J., Eldridge, J. J., Crockett, R. M., et al. “The death of massive stars - I. Observational constraints on the progenitors of type II-P supernovae”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 395, pp. 1409, 2009. doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.14506.x.
- Smartt, S. J., Maund, J. R., Hendry, M. A., et al. “Detection of a red supergiant progenitor star of a type II-Plateau supernova”, *Science*, v. 303, pp. 499–503, 2004. doi: 10.1126/science.1092967.
- Sun, F., Gal-Yam, A. “Quantitative Classification of Type I Supernovae Using Spectroscopic Features at Maximum Brightness”, 2017.
- Taylor, G. “The Milky Way: morphology, ISM distribution”. 2016. Disponível em: <[http://www.phys.unm.edu/~gbtaylor/astr422/lectures/05\\_A422\\_MilkyWay\\_I.pdf](http://www.phys.unm.edu/~gbtaylor/astr422/lectures/05_A422_MilkyWay_I.pdf)>.
- Thielemann, F. K., Brachwitz, F., Höflich, P., et al. “The physics of type Ia supernovae”, *New Astronomy Reviews*, v. 48, pp. 605–610, 2004.
- Thielemann, F. K., Nomoto, K., Yokoi, K. “Explosive nucleosynthesis in carbon deflagration models of Type I supernovae”, *Astronomy and Astrophysics*, v. 158, pp. 17–33, abr. 1986.

- Travaglio, C., Hillebrandt, W., Reinecke, M., et al. “Nucleosynthesis in multi-dimensional SNIa explosions”, *Astron. Astrophys.*, v. 425, pp. 1029–1040, 2004. doi: 10.1051/0004-6361:20041108.
- Tsujimoto, T., Nomoto, K., Yoshii, Y., et al. “Relative frequencies of Type Ia and Type II supernovae in the chemical evolution of the Galaxy, LMC and SMC”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 277, pp. 945–958, dez. 1995. doi: 10.1093/mnras/277.3.945.
- Ulmer, M. P., Cruddace, R. G., Fritz, G. G., et al. “SPARTAN 1 X-ray observations of the Perseus cluster - Comparison of the iron abundances and temperatures in the inner and outer regions of the clusters”, *Astrophysical Journal*, v. 319, pp. 118–125, ago. 1987. doi: 10.1086/165437.
- van den Bergh, S. “The frequency of supernovae in galaxies of different types”, *Annales d’Astrophysique*, v. 22, pp. 123, fev. 1959.
- Van Dyk, S. D., Li, W.-D., Filippenko, A. V. “The progenitor of the type ii-plateau supernova 2003gd in messier 74”, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, v. 115, pp. 1289–1295, 2003. doi: 10.1086/378308.
- Vink, J. “Supernova remnants: the X-ray perspective”, *Astron. Astrophys. Rev.*, v. 20, pp. 1, 2012. doi: 10.1007/s00159-011-0049-1.
- Whelan, J., Iben Jr, I. “Binaries and supernovae of type I”, *The Astrophysical Journal*, v. 186, pp. 1007–1014, 1973. doi: 10.1086/152565.
- Woosley, S. “Astronomy 12 – Stars and Stellar Evolution”. 2016. Disponível em: <<http://www.ucolick.org/~woosley/>>.
- Woosley, S., Janka, T. “The physics of core-collapse supernovae”, *Nature Phys.*, v. 1, pp. 147, 2005. doi: 10.1038/nphys172.
- Woosley, S. E., Kasen, D. “Sub-Chandrasekhar Mass Models for Supernovae”, *Astrophys. J.*, v. 734, pp. 38, 2011. doi: 10.1088/0004-637X/734/1/38.
- Zoghbi, A., Foster, A. R., Furuzawa, A., et al. “Solar abundance ratios of the iron-peak elements in the Perseus cluster”, *Nature*, v. 551, n. 7681, pp. 478, 2017.