

Divisão de Programas de Pós-Graduação
Observatório Nacional
Ministério de Ciência e Tecnologia

**Limites nos Modelos de Explosão
de Supernovae Usando
Enriquecimento de Metais Pesados
no Meio Intra-Aglomerado**

Mestrando : Thales Gomes de Moura Estevão

Orientador : Renato A. Dupke

28 de Maio, 2010

Livros Grátis

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.

OBSERVATÓRIO NACIONAL
PROGRAMA DE MESTRADO EM ASTRONOMIA

Dissertação apresentada à Divisão de Programas de Pós-Graduação do Observatório Nacional, no Rio de Janeiro, para obtenção do grau de Mestre em Astronomia.

*”As leis da natureza nada mais são que
pensamentos matemáticos de Deus...”*

Kepler, Astrônomo.

**Dedico este trabalho ao meu Deus
e a minha esposa querida Raquel,
com muito carinho e admiração.**

Agradecimentos

Desejo expressar o meu agradecimento primeiramente a Deus, que me ajudou em tudo, conduzindo-me até aqui me capacitando para alcançar o objetivo proposto nesta dissertação. Em segundo lugar desejo agradecer a minha esposa Raquel que me incentivou a prosseguir até o fim dessa jornada e me apoio em todos os momentos que precisei superar.

Estendo, também, o meu agradecimento ao Dr. Renato A. Dupke, meu orientador, que, num momento tão difícil do meu mestrado, aceitou o desafio que nos foi proposto, me incentivando a prosseguir até a defesa desta presente dissertação. Agradeço, de igual maneira, ao Dr. Fernando Roig, que prestou um auxílio fundamental para que eu pudesse terminar o meu trabalho no mestrado.

A demais, estendo meus agradecimentos a todos meus colegas da Pós-graduação do Observatório Nacional, localizado no Rio de Janeiro, por essa oportunidade ímpar de poder trabalhar em tão grandes projetos.

Resumo

O objetivo principal da presente dissertação é usar as razões de abundâncias de elementos pesados medidas no meio intra-aglomerado de uma amostra de 56 aglomerados/grupos de galáxias, cuidadosamente selecionados, para discriminar modelo de explosão de Supernovae tipo Ia e II.

Nossa amostra é composta por 56 grupos e aglomerados de galáxias selecionados dos trabalhos de Finoguenov et al. (2000), Dupke & White (2000), Dupke & Arnaud (2000), Dupke (1998), De Grandi & Molendi (2009) e Rasmussen & Ponman (2007). Também incluímos a amostra estatística de grupos e aglomerados de galáxias de Baumgartner et. al (2005), separada em *bins* de temperatura, com a qual fazemos uma redistribuição interna baseada na distribuição química esperada. Levamos em conta efeitos de *cooling flow* e de gradientes de abundância em todas amostras.

Neste trabalho analisamos a consistência de mais de 12 modelos diferentes de Supernovae do tipo Ia, II e também modelos de Hipernovae, na descrição dos valores de abundâncias dos grupos e aglomerados de galáxias de nossa amostra.

A determinação dos modelos de explosão de SN de tipos I e II que melhor descrevem as observações é de vital importância para a discriminação dos mecanismos de enriquecimento do gás intra-aglomerado e também para determinar a taxa de explosão de Supernovae de diferentes tipos em aglomerados.

Os resultados obtidos permitiram mostrar que vários modelos de Supernovae do tipo Ia foram desfavorecidos em detrimento aos demais modelos, pois, se mostraram inconsistentes com as observações, e estes resultados indicaram que o modelo de detonação de 30 bolhas de Travaglio et. al (2004) se mostrou mais adequado em relação aos demais modelos de Supernovae do tipo Ia, inclusive ao modelo padrão de deflagração rápida do Carbono (*W7*).

Surpreendentemente, o modelo de Hypernova com metalicidade zero e altas energias (10 vezes maior que SN II normais) explicou melhor as observações que os modelos de SN II. Esse resultado sugere que os modelos de SN II não são necessários para explicar a abundância dos aglomerados e apontam para um cenário em que o enriquecimento inicial é devido a Hipernovae com zero metalicidade (População III) anteriormente à formação das galáxias.

Abstract

The main objective of this dissertation and use the abundances of heavy elements measured in intra-cluster medium of a sample of 56 clusters/groups of galaxies, carefully selected to discriminate model explosion of Supernovae Type Ia and II.

Our sample consists of 56 groups and clusters of galaxies selected from the work of Finoguenov et al. (2000), Dupke & White (2000), Dupke & Arnaud (2000), Dupke (1998), De Grandi & Molenda (2009) and Ponmanan & Rasmussen (2007). We also include a statistical sample of groups and clusters of galaxies Baumgartner et. al (2005), separated into bins of temperature, where we make an internal redistribution based on the chemical distribution expected. We take into account effects of cooling flow and gradients of abundance in all samples.

We examined the consistency of over 12 different models of supernovae of Type Ia and II also hypernovae models, in describing the values of abundances of groups and clusters of galaxies in our sample.

The determination of models of SN explosion of Type I and II that best describe the observations is of vital importance for the discrimination of the mechanisms of enrichment of the intra-cluster gas and also to determine the rate of explosion of Supernovae of different clusters.

The results allowed to show that several models of Type Ia Supernovae have been disadvantaged over the other models, therefore, proved inconsistent with observations, and these results indicated that the model of detonation of 30 bubbles Travaglio et. al (2004) was better than the other models of Type Ia Supernovae, including the standard model of fast deflagration of Carbon (*W7*).

Surprisingly, the Hypernova model with zero metallicity and high energy (10 times greater than normal SN II) explained the observations better than models of SN II. This result suggests that models of SN II are not required to explain the abundance of clusters and point to a scenario where the initial enrichment is due to Hypernovae with zero metallicity (Population III) prior to the formation of galaxies.

Sumário

| | |
|--|-----------|
| Lista de Tabelas | v |
| Lista de Figuras | ix |
| 1 Introdução | 1 |
| 1.1 Motivação científica | 1 |
| 1.2 Aglomerados e grupos de galáxias | 6 |
| 1.2.1 Contexto histórico | 7 |
| 1.2.2 História primordial dos aglomerados de galáxias | 10 |
| 1.3 Origem e distribuição de metais nos aglomerados | 12 |
| 1.4 Discriminação de modelos usando razões de abundâncias | 14 |
| 2 Modelos de Supernovas (SN) tipo Ia e II | 16 |
| 2.1 Processos de detonação de Supernovas | 16 |
| 2.2 Produções estelares (<i>Yields</i>) e o método geral | 20 |
| 2.3 Propriedades dos principais modelos | 23 |
| 2.4 Seleção dos <i>Yields</i> previstos para SN Ia e SN II | 30 |
| 3 Amostra selecionada e metodologia | 37 |
| 3.1 Seleção dos aglomerados e das regiões internas dos aglomerados | 37 |
| 3.2 Erros | 47 |
| 3.2.1 Simetrizações dos erros | 47 |
| 3.2.2 Cálculo das razões de abundância | 48 |
| 4 Resultados | 50 |
| 4.1 Comparação entre as razões de abundâncias medidas nos aglomerados e os <i>Yields</i> | 50 |
| 5 Análise e impacto dos resultados | 65 |
| 5.1 A determinação dos mecanismos de enriquecimento do ICM | 65 |
| 5.1.1 Partes internas dos aglomerados/grupos de galáxias - SN Ia | 65 |

| | | |
|----------|--|-----------|
| 5.1.2 | Partes externas dos aglomerados/grupos de galáxias - SN II | 68 |
| 6 | Conclusões | 69 |
| 6.1 | Sumário | 69 |
| 6.2 | Modelos de Supernovae mais consistentes com as observações | 70 |
| 6.3 | Principais conclusões | 70 |
| 6.4 | Trabalhos futuros | 71 |
| | Bibliografia | 72 |

Lista de Tabelas

| | | |
|------|--|----|
| 2.1 | <i>Nucleossíntese produzida para SNII e Ia prevista por Nomoto et al. (1997b).</i> | 25 |
| 2.2 | <i>Tabela de Massa Sintetizada nos modelos de SNIa previstos por Iwamoto et al. (1999).</i> | 25 |
| 2.3 | <i>Tabela de Massa Sintetizada nos modelos de SNIa previstos por Travaglio et al. (2004).</i> | 27 |
| 2.4 | <i>Tabela de resumo dos principais modelos de SNe do tipo Ia investigados nesta dissertação.</i> | 28 |
| 2.5 | <i>Nucleossíntese produzida para SNII para várias massas progenitoras prevista por Nomoto et al. (1997a).</i> | 29 |
| 2.6 | <i>Tabela de massa sintetizada nos modelos de SNII e HNe previstos por Nomoto et al. (2006) para $Z = 0$ e $E_{51} > 10$.</i> | 31 |
| 2.7 | <i>Tabela de massa sintetizada nos modelos de SNII e HN previstos por Nomoto et al. (2006) para $Z = 0$ e $E_{51} = 1$.</i> | 32 |
| 2.8 | <i>Tabela de massa sintetizada nos modelos de SNII e HNe previstos por Nomoto et al. (2006) para $Z = 0,02$ e $E_{51} = 1$.</i> | 33 |
| 2.9 | <i>Tabela de razões de abundância médias (Y/X) de Ni/Fe, Si/Fe, Si/Ni e S/Fe, normalizada para fotosfera solar de Anders & Grevesse (1989), obtida para os modelos de SNe do tipo Ia (W7, W70, WDDs e CDDs) a partir dos trabalhos de Nomoto et al. (1997b) e Iwamoto et al. (1999) e para o modelo de SNII (com os Yields calculados usando a equação 2.3.1) de Nomoto et al. (1997a).</i> | 34 |
| 2.10 | <i>Tabela de razões de abundância médias (Y/X), normalizada na fotosfera solar, para as produções estelares propostas por Travaglio et al. (2004) para SNe do tipo Ia.</i> | 35 |
| 2.11 | <i>Tabela de razões de abundância médias (Y/X), normalizada na fotosfera solar, para as produções estelares dos modelos para explosão de Hypernova (HN) propostos por Nomoto et al. (2006) para $Z = 0$, $Z = 0,02$, $E_{51} = 1$ e $E_{51} > 10$ de detonação.</i> | 35 |

| | | |
|-----|---|----|
| 3.1 | <i>Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de aglomerados de Finoguenov et al. (2000) para a região interna (supostamente regiões de predomínio de material ejetado por SNe do tipo Ia). Todos os erros são de 1σ de nível de confiança. . . .</i> | 38 |
| 3.2 | <i>Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de aglomerados de Finoguenov et al. (2000) para a região externa (supostamente regiões de predomínio de material ejetado por SNe do tipo II). Todos os erros são de 1σ de nível de confiança. . . .</i> | 39 |
| 3.3 | <i>Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de aglomerados de Dupke (1998), Dupke & White (2000) e de Dupke & Arnaud (2001) para a região interna (SNIa) e externa (SNII). Todos os erros são de 1σ de nível de confiança.</i> | 40 |
| 3.4 | <i>Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de aglomerados cool-core do trabalho de De Grandi e Molendi (2009) nas regiões internas (regiões de predomínio de material proveniente de SNe do tipo Ia). Todos os erros são de 1σ de nível de confiança.</i> | 41 |
| 3.5 | <i>Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de grupos do trabalho de Rasmussen & Ponman (2007) para SNIa. Todos os erros são de 1σ de nível de confiança. (Kindly provided by Rasmussem)</i> | 43 |
| 3.6 | <i>Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de grupos do trabalho de Rasmussen & Ponman (2007) para SNII. Todos os erros são de 1σ de nível de confiança. (Kindly provided by Rasmussem)</i> | 43 |

| | | |
|-----|---|----|
| 3.7 | <i>Pilhas ("Stacks") definidas por Baumgartner et al. (2005) (Coluna "Nome da Pilha"). Associados às pilhas temos intervalos ("bins") de temperatura (Coluna "Intervalo de Temperatura") que redistribuímos em grupos de galáxias, aglomerados de galáxias frios (CC) e aglomerados de galáxias quentes (coluna "Tipos de objetos"). Espera-se que em "bins" de grupos e CC haja uma contaminação considerável de material ejetado por SN Ia enquanto em "bins" associados à aglomerados quentes, é esperada uma contribuição significativa de SN II (Coluna "Tipo de Supernova").</i> | 45 |
| 3.8 | <i>Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para bins de temperatura nos Stacks definidos por Baumgartner et al. (2005) no qual assumimos, para valores de temperatura, as regiões $T < 3,0 \text{ keV}$ (Grupos), $3,0 \text{ keV} < T < 6,0 \text{ keV}$ (Aglomerados Frios (CC)) e $T > 6,0 \text{ keV}$ (Aglomerados quentes). As regiões referentes aos grupos e aglomerados frios esperamos contaminações de material ejetado por SN Ia e na região de aglomerados quentes esperamos contribuições para o enriquecimento do ICM provenientes de SN II. Todos os erros são de 1σ de nível de confiança.</i> | 46 |
| 3.9 | <i>Comparação de Observatórios de raio-X. Informações extraídas da base de dados HEASARC.</i> | 46 |
| 6.1 | <i>"Ranking" dos modelos de Supernovas de acordo com a análise das RTVs, em relação aos resultados de abundâncias medidos na amostra de aglomerados/grupos de galáxias selecionados para a nossa investigação.</i> | 70 |

Lista de Figuras

| | | |
|-----|--|----|
| 1.1 | <i>Efeito da pressão de arrasto em NGC 4402; os contornos representam as emissões no comprimento de onda na faixa do rádio, que traçam o Hidrogênio neutro, Crowl et al. (2005).</i> | 4 |
| 1.2 | <i>Efeito da pressão de arrasto em NGC 4522; os contornos representam as emissões no comprimento de onda na faixa do rádio, Kenney et al. (2004)</i> | 4 |
| 1.3 | <i>Gráficos de temperatura (em cima), abundância de Fe (no meio) e brilho superficial (em baixo), para um aglomerado CC (A426), nos gráficos à esquerda, e para um aglomerado NCC (A1656), gráficos à direita. No eixo das abcissas tem-se a distância radial, em minutos de arco (inferior) e em Mpc (superior). Figura publicada por White (2000).</i> | 9 |
| 1.4 | <i>Representação de uma árvore de fusões tiradas de uma simulação numérica da formação de um halo de matéria escura de $\sim 10^{13}M_{\odot}$ (Helly et al., 2003).</i> | 11 |
| 1.5 | <i>Filamentos cósmicos reproduzidos a partir da simulação "Millenium" (Springel et al., 2005), para halos de matéria escura da distribuição de massa em um universo ΛCDM.</i> | 12 |
| 2.1 | <i>Modelo "camadas de cebola" da estrutura de uma estrela progenitora de SN II. (Cortesia: NASA)</i> | 19 |
| 2.2 | <i>Exemplo de espaço de variabilidades. As áreas rachuradas (RTVs) representam as regiões que são limitadas pelo valor correspondente a 100% de contaminação por SNIa ou por SN II, de acordo com o modelo teórico. A referida região representa os valores consistentes com a observações, em raios-X, dos aglomerados da amostra (representados pelos pontos pretos no gráfico).</i> | 22 |

| | | |
|-----|--|----|
| 3.1 | <i>Gráfico do artigo de Rasmussen & Ponman (2007) que mostra a razão de abundância de Si/Fe por r/r_{500}, as linha tracejadas horizontais representam os valores teóricos dos Yields de SN Ia e SN II. Neste gráfico foram representados todos os grupos da amostra de dados de Rasmussen & Ponman (2007), distribuídos dentro de $N = 20$ bins dos pontos de dados. As abundâncias estão normalizadas para fotosfera solar de Grevesse & Sauval (1998). Os erros representam o desvio padrão em cada bin dividido por \sqrt{N}.</i> | 42 |
| 4.1 | <i>Gráfico de abundância de $Ne \times Fe$. As retas representam: modelo de SN II (Linha sólida em magenta) de Nomoto et al. (1997a), modelos de Hipernovae hiper-energéticas (Linha sólida), com $E_{51} > 10$ e $Z = 0$, de Hipernovae de baixa energia (Linha tracejada), com $E_{51} = 1$, $Z = 0,02$, de Nomoto et al. (2006), ambas em cor laranja. Estes modelos formam RTVs que são limitadas pelo modelo de SN Ia de deflagração rápida (W7) de Nomoto et al. (1997b). A reta que representa este modelo está indicada pela seta em vermelho.</i> | 52 |
| 4.2 | <i>Gráfico de abundância de $O \times Fe$. As retas representam: modelo de SN II (Linha sólida em magenta) de Nomoto et al. (1997a), modelos de Hipernovae hiper-energéticas (Linha sólida), com $E_{51} > 10$ e $Z = 0$, de Hipernovae de baixa energia (Linha tracejada), com $E_{51} = 1$, $Z = 0,02$, de Nomoto et al. (2006), ambas em cor laranja. Estes modelos formam RTVs que são limitadas pelo modelo de SN Ia de deflagração rápida (W7) de Nomoto et al. (1997b). A reta que representa este modelo está indicada pela seta em vermelho.</i> | 53 |
| 4.3 | <i>Gráfico de abundância de $Ni \times Fe$ dos Yields de Nomoto et al. (1997b). Modelos W7 e W70 , respectivamente linha sólida e tracejada (preta); Modelos WDD1, WDD2 e WDD3, respectivamente linha sólida, tracejada e pontilhada (amarelo-escura); Modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), linha sólida magenta (indicado pela seta vermelha) e; Modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (Ambos com $Z = 0$), respectivamente linha sólida e tracejada (laranja).</i> | 55 |

| | | |
|-----|---|----|
| 4.4 | <i>Gráfico de abundância de $Si \times Fe$ dos Yields de Nomoto et al. (1997b). Modelos W7 e W70 , respectivamente linha sólida e tracejada (preta); Modelos WDD1, WDD2 e WDD3, respectivamente linha sólida, tracejada e pontilhada (amarelo-escuro); Modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), linha sólida magenta e; Modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (Ambos com $Z = 0$), respectivamente linha sólida e tracejada (laranja).</i> | 56 |
| 4.5 | <i>Gráfico de abundância de $Si \times Ni$ dos Yields de Nomoto et al. (1997b). Modelos W7 e W70 , respectivamente linha sólida e tracejada (preta); Modelos WDD1, WDD2 e WDD3, respectivamente linha sólida, tracejada e pontilhada (amarelo-escuro); Modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), linha sólida magenta e; Modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (Ambos com $Z = 0$), respectivamente linha sólida e tracejada (laranja).</i> | 57 |
| 4.6 | <i>Gráfico de abundância de $S \times Fe$ dos Yields de Nomoto et al. (1997b). Modelos W7 e W70 , respectivamente linha sólida e tracejada (preta), as setas vermelhas indicam estes modelos; Modelos WDD1, WDD2 e WDD3, respectivamente linha sólida, tracejada e pontilhada (amarelo-escuro); Modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), linha sólida magenta e; Modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (Ambos com $Z = 0$), respectivamente linha sólida e tracejada (laranja).</i> | 58 |
| 4.7 | <i>Gráficos de razões de abundância de $Ni \times Fe$ comparando com os Yields propostos por Iwamoto et al. (1999). As linhas sólida e tracejada, pretas, representam, respectivamente os modelos W7 e W70 de Nomoto et al. (1997b); As linhas sólida e tracejada, cinza-escuro, representam, respectivamente, os modelos CDD1 e CDD2 de Iwamoto et al. (1999); A linha sólida em magenta representa o modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe de Nomoto et al. (2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$).</i> | 60 |

- 4.8 *Gráficos de razões de abundância de $Ni \times Fe$ comparando com os Yields propostos por Travaglio et al. (2004). Linha sólida preta, modelo W7 (Nomoto et al., 1997b); As linhas sólida e tracejada, vermelhas, representam, respectivamente, os modelos de Travaglio et al. (2004), de 30 bolhas e de 5 bolhas (ver no texto); Linha sólida magenta, modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$). . 61*
- 4.9 *Gráficos de razões de abundância de $Si \times Fe$ comparando com os Yields propostos por Travaglio et al. (2004). Linha sólida preta, modelo W7 (Nomoto et al., 1997b); As linhas sólida e tracejada, vermelhas, representam, respectivamente, os modelos de Travaglio et al. (2004), de 30 bolhas e de 5 bolhas (ver no texto); Linha sólida magenta, modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$). . 62*
- 4.10 *Gráficos de razões de abundância de $Si \times Ni$ comparando com os Yields propostos por Travaglio et al. (2004). Linha sólida preta, modelo W7 (Nomoto et al., 1997b); As linhas sólida e tracejada, vermelhas, representam, respectivamente, os modelos de Travaglio et al. (2004), de 30 bolhas e de 5 bolhas (ver no texto); Linha sólida magenta, modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$). . 63*
- 4.11 *Gráficos de razões de abundância de $S \times Fe$ comparando com os Yields propostos por Travaglio et al. (2004). Linha sólida preta, modelo W7 (Nomoto et al., 1997b); As linhas sólida e tracejada, vermelhas, representam, respectivamente, os modelos de Travaglio et al. (2004), de 30 bolhas e de 5 bolhas (ver no texto); Linha sólida magenta, modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$). . 64*

Capítulo 1

Introdução

1.1 Motivação científica

Com o advento dos telescópios espaciais, equipados como detectores de raios-X, tornou-se viável a observação de emissões de fótons proveniente dos aglomerados de galáxias (Byram et al., 1966; Fritz et al., 1971). Observou-se que a emissão dominante em raios-X dos aglomerados não provêm das galáxias componentes do aglomerado (uma pequena contribuição de algumas galáxias ativas atrás do aglomerado), mas, de um gás tênue e quente ($T \sim 10^{7-8} K$) que se encontra entre as galáxias e permeia todo o aglomerado, chamado gás intra-aglomerado (*Intra-Cluster medium* ou ICM). Este gás supostamente formado originalmente durante o processo de colapso do aglomerado, pelo material que sobrou durante a fase de formação das galáxias (originalmente composto de Hidrogênio e Hélio). O referido gás foi misturado com o material enriquecido com elementos pesados (chamados tipicamente de metais), ejetado das galáxias, conforme indicado pela presença de linhas de emissão no espectro de raios-X do ICM.

O ICM foi descoberto no início dos anos 70, com o lançamento dos primeiros detectores de raios-X orbitais. Brecher & Burbidge (1972), a partir das observações em raios-X dos aglomerados de Virgo, Perseus e Coma, perceberam que Bremsstrahlung térmico de gás quente em aglomerados de galáxias é o mecanismo mais provável de emissão em raios-X do ICM, em que a radiação é produzida por desaceleração entre os elétrons e os íons do gás. As partículas tem a sua energia cinética reduzida, mudando de direção e neste processo emitem a diferença de energia sob a forma de ondas eletromagnética na banda de raio-X (chamado de raio-X de freamento ou *Bremsstrahlung*). O processo ocorre quando o gás é constituído por partículas carregadas como elétrons acelerados que, ao interagirem com o campo elétrico de núcleos, podem converter uma parte de sua energia cinética em radiação eletro-

magnética (raios-X).

Podemos quantificar essa informação através da emissividade Bremsstrahlung (ε), proposta por Cavaliere & Fusco-Femiano (1976), que é escrita como

$$\varepsilon_\nu = \frac{dE}{dV d\nu dt} = 6,8 \times 10^{-38} Z^2 n_e n_i T^{-1/2} e^{-h\nu/\kappa T} g(E, T) \text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-3} \text{Hz}^{-1} \quad (1.1.1)$$

onde Z é o número atômico do íon que compõe o gás, que está participando da interação, n_e é a densidade eletrônica, n_i é a densidade iônica, T é a temperatura em Kelvin, $g(E, T)$ é o fator de gaunt que está relacionado aos efeitos quânticos relativísticos desse espalhamento, $e^{-h\nu/\kappa T}$ é uma exponencial da razão da energia do fóton ($h\nu$) pela energia térmica do gás (κT) e h é a constante de Planck cujo valor é $\sim 4,135 \times 10^{-15} \text{eV.s}$ ou no CGS $\sim 6,6 \times 10^{-27} \text{erg.s}$. O símbolo ν é a frequência do fóton emitido na interação e κ é a constante de Boltzmann, cujo valor é $\sim 8,617 \times 10^{-5} \text{eV/K}$.

Além disso, também são produzidos raios-X característicos aos átomos com os quais a radiação está interagindo. As radiações eletromagnéticas de alta energia são originadas em transições eletrônicas do átomo que sofreu excitação ou ionização após interação (emissão de linha).

O processo de emissão de linha acontece quando os elétrons das camadas externas sofrem transições, para ocupar as vacâncias produzidas pela ejeção de elétrons nas camadas mais internas (que foram arrancados por terem sido excitados pela absorção de um fóton incidente ou excitados por colisão), próximas do núcleo, emitindo o excesso de energia sob a forma de raios-X. Como as energias das transições são típicas da estrutura de cada átomo, elas podem ser utilizadas para a sua identificação. A emissão de linha soma-se ao espectro *Bremstrahlung* de raios-X e aparecem com picos destacados nesse espectro. Devido a isso, através do espectro de raio-X é possível identificar os átomos que participaram da interação com os elétrons acelerados do ICM, permitindo, assim determinar a composição química do gás.

Os fótons emitidos pelo plasma, devido ao efeito *Bremstrahlung* e pelo processo de emissão de linhas, possuem energias entre 0,25 a 10,0 keV e, como o ICM é opticamente fino, podem ser detectados com extinção intrínseca desprezível, contanto que corrijam-se, quando necessário, os efeitos de extinção devido aos objetos que se encontram entre a fonte de emissão de raio-X e o observatório (por exemplo: a extinção proveniente da interação dos fótons com o gás e/ou a poeira do plano da Galáxia).

Sabe-se, a partir da emissividade de Bremsstrahlung (equação 1.1.1) dos fótons

detectados, em raios-X, que o ICM é rico em metais, com abundância média de 1/3 da solar (Mitchell et al., 1976). Conforme mencionado, o gás originalmente era composto de Hidrogênio e Hélio, sendo, posteriormente enriquecido com metais provenientes de material ejetado por supernovas. Logo, os metais, que são detectados no ICM, devem ter sido produzidos no interior das estrelas e transferido para o meio interestelar (ISM)¹, e que de alguma maneira os metais foram arrancados das galáxias e se depositaram no ICM.

São vários mecanismos que permitem o transporte de matéria entre o ISM e o ICM. Entre estes mecanismos podemos citar:

- Ventos Proto-galácticos (*Protogalactic Winds*) (Larson & Dinerstein, 1975);
- Arrasto, ou Pressão de arrasto (*ram-pressure stripping*), de gás proveniente das galáxias devido a interação delas com o ICM (Gunn & Gott, 1972);
- Remoção do gás por efeito de maré (*Tidal Stripping*), devido a interação de galáxias vizinhas ou devido ao campo gravitacional do aglomerado, como um todo (Strom & Strom, 1978);
- Explosões de estrelas produzindo ventos de Supernovae (Ventos galácticos) (Larson & Dinerstein, 1975; De Yung, 1978);
- Jatos de galáxias centrais (Ex. M87) (Biretta et al., 1999);
- Colisões de galáxias ou *Mergers* (Burkert, A. & Naab, T., 2003);

Sabe-se que os metais são originários da nucleossíntese que ocorre no interior das estrelas que, através destes mecanismos, são injetados no ISM. Um dos processos que mais contribuem para o enriquecimento do ISM e posteriormente do ICM é o processo de detonação de uma estrela, chamado de Supernova (SN). Esse processo ocorre quando a massa da estrela alcança a massa de Chandrasekhar ($M \sim 1,44 M_{\odot}$) culminando em uma detonação altamente energética ($E \sim 10^{51} \text{Ergs}$) que provoca a ejeção dos metais sintetizados no interior da estrela e no próprio processo de SN para o ISM.

A eficiência com que esses os metais são transferidos das estrelas para o ICM ainda é uma questão aberta. Os mecanismos globais mais aceitos para explicar essa transferência de matéria são os ventos proto-galácticos ou *protogalactic winds* (Larson & Dinerstein, 1975) e a pressão de arrasto da galáxia (*ram-pressure stripping* ou RPS) que se move em relação ao ICM (Gunn & Gott, 1972).

¹*Interstellar medium* ou ISM é o meio que permeia o espaço entre as estrelas e é composto basicamente por gás (principalmente Hidrogênio atômico e molecular).

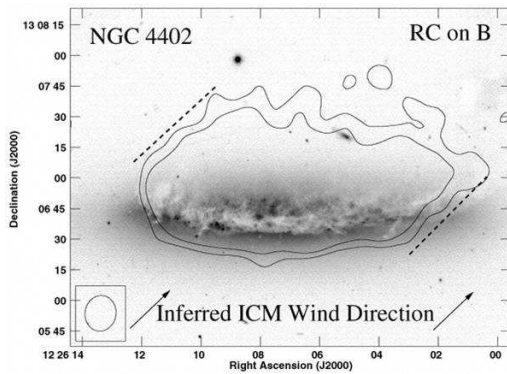


Figura 1.1: *Efeito da pressão de arrasto em NGC 4402; os contornos representam as emissões no comprimento de onda na faixa do rádio, que traçam o Hidrogênio neutro, Crowl et al. (2005).*

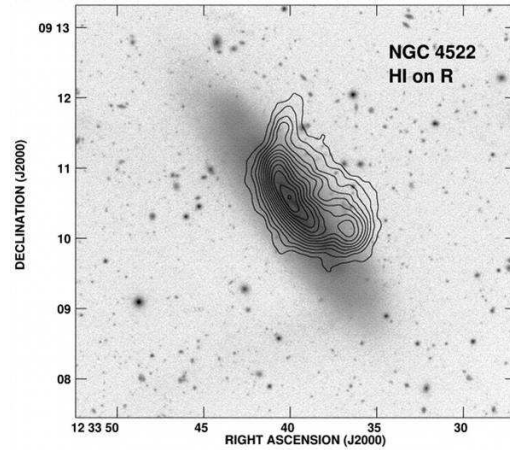


Figura 1.2: *Efeito da pressão de arrasto em NGC 4522; os contornos representam as emissões no comprimento de onda na faixa do rádio, Kenney et al. (2004)*

Como ventos proto-galácticos entende-se o conjunto simulâneo de explosões de estrelas super massivas provocadas pelo colapso do núcleo (provavelmente SN II) no início, ou antes, da formação das galáxias. A ejeção de gás através desse mecanismo é possível se a taxa de SN é grande o suficiente para ultrapassar o resfriamento radiativo dos remanescentes de SN e se a energia térmica específica do gás ultrapassar a energia potencial gravitacional específica da galáxia.

Já a Pressão de Arrasto (RPS) surge a partir da interação entre o ISM e o ICM durante a queda das galáxias no poço de potencial gravitacional do aglomerado. Essa interação ocorre devido a pressão de movimento dos respectivos fluidos, produzindo uma transferência de parte do material do ISM para o ICM no trajeto da galáxia neste último (Laganá, 2008). Nas Figuras 1.1 e 1.2 temos os exemplos de duas galáxias (NGC 4402 e NGC 4522), onde se observa os efeitos de extração do ISM devido à pressão de arrasto.

O material ejetado por SN II é depositado no ISM e, graças à RPS, é transferido em parte para o ICM. Este efeito propicia que as estrelas progenitoras de SN Ia tenham tempo suficiente para evoluírem até os estágios finais de evolução estelar. A injeção desse material no ICM, devido a RPS, acontece continuamente o que permite que SN Ia e II contribuam com diferentes quantidades de elementos para o enriquecimento do ISM, favorecendo uma contaminação por material proveniente de SN Ia em detrimento ao material ejetado por SN II (visto que este último foi

parcialmente arrancando pela RPS), em outras palavras, pode-se dizer que RPS preve contaminação significante de material ejetado por SN Ia.

Essa produção de material, por SN, é prevista pelos modelos teóricos, para cada tipo de supernova, mas ainda existem incertezas com relação a produção de elementos (*Yields*) diferentes entre os modelos. Para alguns elementos essas incertezas dos valores previstos pode chegar à mais de três vezes do valor observado. Considerando que essas incertezas estão diretamente relacionadas com a física da explosão (detalhes nos processos de deflagração, detonação) e com a massa do progenitor, a discrepância que é observada entre o valor observado e o previsto aponta para uma necessidade de revisão nas teorias de SN que apresentam melhor consistência com as observações.

Os dados observacionais são obtidos a partir das medidas de abundância dos elementos com o uso da espectroscopia de raio-X. Essas medidas se tornaram possíveis graças às missões envolvendo lançamento de telescópios espaciais. Hoje em dia os satélites Chandra, XMM-Newton e SUZAKU permitem medir abundâncias de vários elementos através desta técnica, visando mapear a distribuição da abundância de metais no ICM de diversos aglomerados de galáxias. Este mapeamento permite que se obtenha uma amostragem de dados de abundância, robusta o suficiente, para que se possa fornecer informações importantes sobre o enriquecimento de metais no ICM.

Partindo do pressuposto de que os metais detectados no ICM devem ser provenientes de material ejetado por SNe, assumimos que existem diversos tipos de supernovas que contribuem para este enriquecimento. Neste trabalho investigamos o processo de detonação em supernova do tipo Ia, II e Hypernovas.

Uma supernova do tipo Ia (SN Ia), cuja a estrela progenitora é uma anã-branca de baixa massa, pertencente a um sistema binário composto por uma anã-branca e uma segunda estrela, é caracterizada pelo processo de detonação produzido através da acreção de matéria proveniente desta segunda estrela. A detonação ocorre quando a anã-branca alcança a massa de Chandrasekhar produzindo a ejeção do material estelar pelo processo de deflagração ou detonação retardada do núcleo de Carbono.

Um segundo tipo de SN é caracterizado pelo processo de colapso do caroço de Níquel-Ferro (supernova do tipo II ou SN II). As estrelas progenitoras que originam este evento possuem massas superiores à 9,0 massas solares.

Hypernovas (HNe) são um tipo especial de supernova de colapso do caroço, porém, caracterizadas pela detonação de uma estrela progenitora com metalicidade igual a zero ($Z = 0$) e que possui massa superior à 30 massas solares.

Os diversos tipos de SNe contribuem de forma diferente para o enriquecimento do ISM e conseqüentemente do ICM, veremos no capítulo 2 com mais detalhes estes

tipos de SNe, seus diferentes modelos e como cada um contribui para o enriquecimento do ICM.

As contribuições de material ejetado por SNe depositam-se, em cada detonação, no ISM ao longo da história das galáxias hospedeiras e, através de ventos protogalácticos e RPS acumulam-se, em parte, no ICM. Logo, determinando a composição química do ICM, estamos observando os elementos pesados que foram depositados no aglomerado, desde a formação do mesmo e que tiveram sua origem na nucleossíntese ocorrida no interior de estrelas progenitoras de SNe. Em nossa investigação inicial assumimos que esta contribuição, para o enriquecimento é proveniente somente de material ejetado por SN Ia e SN II. Os modelos de HNe foram acrescentados em nosso estudo a fim de verificar se a inclusão destes modelos apresentavam maior consistência com as observações que os modelos de SNe II (descreveremos com mais detalhes os modelos de HNe na seção 2.3).

Considerando a contribuição para o enriquecimento devido, apenas, à SN Ia e II, é importante mencionar que não é possível diferenciar essas contribuições isoladas, tendo como base apenas as abundâncias individuais, visto que ao medirmos a metalicidade, observamos, basicamente, uma integração das duas contribuições. Entretanto, quando utilizamos a razão das abundâncias verificamos que torna-se possível determinar a fração de SN Ia e II do plasma. Para isso, se necessita de bons modelos de SN Ia e II que melhor se aproximem a estas razões de abundâncias.

Existem diversas formas de se escolher os melhores modelos de SN. A melhor dessas formas é através da observação direta de SNe próximas, o que é limitado devido a relativa raridade do evento. Devido a essa restrição na detecção empírica de SN, o que se faz comumente é evoluir, em simulações computacionais, o processo de detonação da estrela progenitora, partindo-se da teoria de evolução estelar, obtendo, assim, os elementos químicos que deveriam ser produzidos no processo. Mas, em tal procedimento, as previsões de produções de elementos (*Yields*) possuem grandes incertezas devido as diferentes limitações dos modelos de SN (Gibson et al., 1997).

Uma maneira alternativa de selecionar o melhor modelo é inverter o processo, isto é, medir várias razões de abundância no ICM de diferentes aglomerados, e posteriormente determinar um espaço de variabilidade das razões a fim de poder verificar quais modelos são, sistematicamente, mais consistentes com as observações.

1.2 Aglomerados e grupos de galáxias

Aglomerados de galáxias são sistemas compostos por centenas de galáxias brilhantes, com dimensões típicas de $\sim 5h^{-1} Mpc$ (Schneider, 2006), e constituem os maiores sis-

temas gravitacionalmente ligados do Universo. O gás intra-aglomerado tende a ficar confinado no poço de potencial gravitacional produzido pelo aglomerado, no qual os elementos pesados se acumulam ao longo da história do mesmo. Portanto, medindo-se as abundâncias de elementos pesados no ICM é possível obter informações importantes sobre a formação e evolução dos aglomerados de galáxias.

Grupos de galáxias são sistemas similares aos aglomerados de galáxias compostos de poucos membros (algumas dezenas de galáxias brilhantes), possivelmente de baixa massa, baixa velocidade de dispersão e pequena extensão.

1.2.1 Contexto histórico

O interesse pelas propriedades dos aglomerados e grupos de galáxias, historicamente começou no final do século XVIII. Na época tais objetos não eram reconhecidos como tais, mas, William Herschel e Charles Messier perceberam a existência de concentrações de algumas "nebulosas" em Coma Berenice e Virgem (Herschel, 1785).

Em meados dos anos 20, as chamadas "nebulosas", com a melhoria dos telescópios, foram identificadas como diversos objetos astronômicos dos quais podemos citar: nebulosas planetárias, pertencentes a Via Láctea; aglomerados de estrelas abertos e globulares; restos de supernovas e, galáxias, não pertencentes a Via Láctea. Este último grupo de "nebulosas" na época foi chamado de "Universos Ilhas" e é de vital importância no estudo dos aglomerados e grupos de galáxias.

Posteriormente, verificou-se que essas galáxias possuíam uma tendência a serem encontradas em agrupamentos, e em alguns casos aglomerados formados por centenas de galáxias. Shapley (1933) notou a presença de vários sistemas binários e triplos entre os 25 aglomerados, por ele catalogados.

Até os anos 50, várias características dos aglomerados foram discutidas, inclusive a possibilidade de existirem aglomerados de aglomerados de galáxias. Diversos trabalhos, desta época, defenderam ou atacaram esta afirmação. Dentre esses trabalhos podemos citar o trabalho de Shane & Wirtanen (1954), que favorece o cenário da existência de aglomerados de aglomerados de galáxias e trabalho de Zwicky (1957), que contradiz este cenário. Esta contradição persistiu até o fim da década de 50 quando, por fim, Abell (1958) firmou a existência de aglomerados de aglomerados de galáxias (hoje conhecidos com super aglomerados)².

Desde a década de 70 diversas formas de classificação de aglomerados foram propostas. Para o nosso trabalho ressaltaremos o sistema de classificação de Bautz & Morgan (1970). Eles criaram um sistema de classificação baseado em diferença de magnitude entre galáxias mais brilhantes do aglomerado. Eles adotaram três tipos de

²Super aglomerados de galáxias não são necessariamente presos gravitacionalmente.

classes: Tipo I, Tipo II e Tipo III. Como aglomerado do Tipo I eles consideraram aglomerados que possuíssem uma galáxia gigante central (cD)(ex. A2199); como do Tipo II, chamaram de caso intermediário em que havia mais de uma galáxia dominante e as galáxias centrais poderiam ser Elípticas (E) ou cDs (ex. Coma); como aglomerado do Tipo III, Bautz & Morgan caracterizaram como sendo aglomerados que não possuíssem galáxias dominantes. Galáxias cD ou elípticas gigantes centrais são, provavelmente, resultado do processo de canibalismo galáctico. Tais galáxias são tipicamente encontradas em regiões centrais dos aglomerados de galáxias.

Outra forma de classificação, muito usada, consiste em separar os aglomerados em *cool-core* (CC) ou *non cool-core* (NCC). Este tipo de classificação esta relacionada à temperatura no centro de um aglomerado. Os aglomerados CC são aqueles que possuem, na região central, uma temperatura menor que nas parte mais externas do mesmo, enquanto aglomerados NCC são caracterizados por não possuir esta redução na temperatura na região central. Os aglomerados CC possuem uma galáxia central cD, levando a crer que existe uma relação intrínseca entre a existência de um centro frio e a presença de uma galáxia cD.

Observa-se que o ICM, por irradiar, está perdendo energia (na forma de emissão em raios-X) graças ao mecanismo de emissão pela radiação de Bremsstrahlung³ (ver seção 1.1). Devido a isso, a temperatura do mesmo tende à diminuir com o tempo. Quando o tempo de resfriamento na região central do aglomerado é menor que o tempo de Hubble⁴, que é de $\sim H_0^{-1}$, o gás tem tempo suficiente de esfriar significativamente. Neste cenário a pressão do gás se torna menor no centro que na região mais externa, e é de se esperar que ocorra um fluxo de matéria em direção ao centro (Cowie & Binney, 1977; Fabian & Nulsen, 1977). Este fluxo é chamado de *cooling-flow* (fluxo de resfriamento; Fabian et al. (1994)).

Nos aglomerados CC, devido ao fato de haver uma galáxia cD no centro do poço de potencial do aglomerado, é comum observarmos uma redução de temperatura

³O fluxo de emissão é proporcional ao quadrado da densidade do gás, e esta cresce rapidamente para as regiões centrais do aglomerado.

⁴O tempo de Hubble é definido como o inverso da constante de Hubble e é dado por

$$t_H \equiv \frac{1}{H_0} = H_0^{-1} = 9,78 \times 10^9 h^{-1} \text{ anos} = 3,09 \times 10^{17} h^{-1} \text{ s}$$

onde h é um número sem dimensão que está associado a constante de Hubble ($H_0 = \dot{a}/a$) pela seguinte expressão:

$$H_0 = 100h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1} \quad .$$

e as quantidades a e \dot{a} são, respectivamente o fator de expansão do universo e sua derivada em função do tempo.

(*cooling-flow*) das regiões externas do aglomerado para o centro. Enquanto em aglomerados NCC, não se observa uma galáxia central nos mesmos e a temperatura é constante. Graças a isso temos uma associação intrínseca entre aglomerados CC com o fenômeno de *cooling-flow* e os aglomerados NCC e a inexistência desse fluxo de resfriamento (*non cooling-flow*).

Na Figura 1.3 temos dois gráficos de White (2000) de um aglomerado CC (A426) e um NCC (A1656), no qual o autor faz uma análise do comportamento radial da temperatura, da abundância de Fe e do brilho superficial, normalizados.

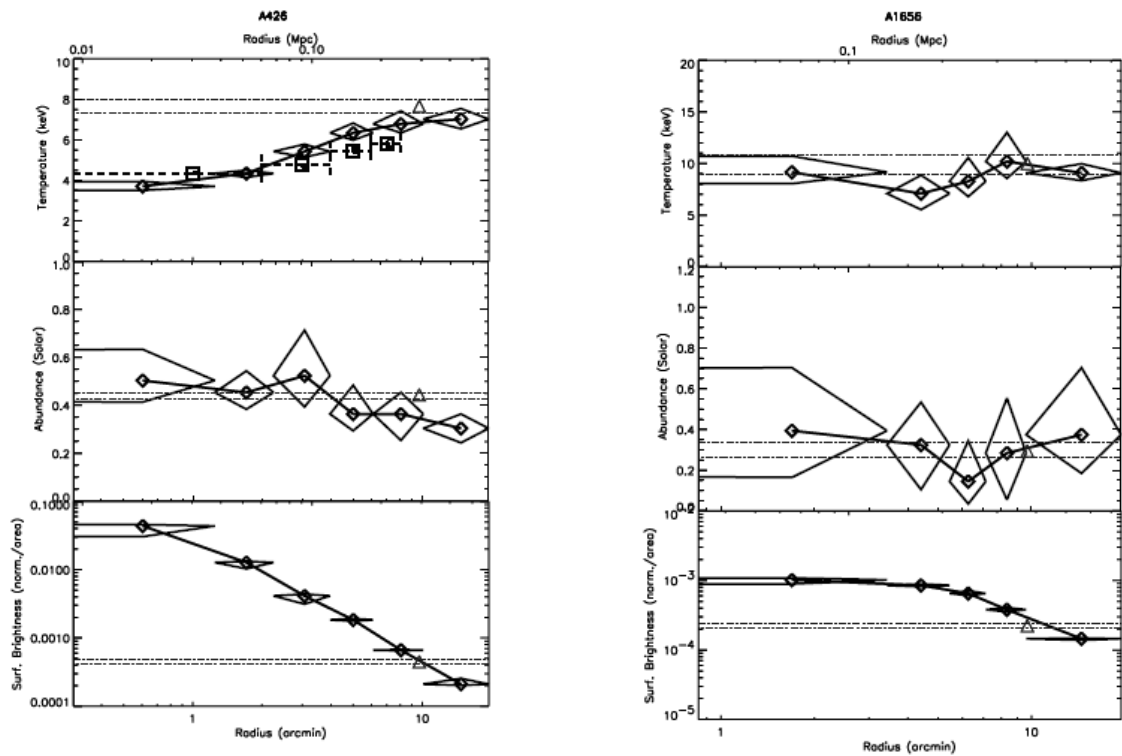


Figura 1.3: Gráficos de temperatura (em cima), abundância de Fe (no meio) e brilho superficial (em baixo), para um aglomerado CC (A426), nos gráficos à esquerda, e para um aglomerado NCC (A1656), gráficos à direita. No eixo das abcissas tem-se a distância radial, em minutos de arco (inferior) e em Mpc (superior). Figura publicada por White (2000).

A Figura 1.3 exemplifica que em um aglomerado NCC não se observa grandes variações nos valores de temperatura em função da distância radial enquanto em um aglomera CC esse gradiente de temperatura é observado, bem como um gradiente de metalicidade, importantíssimo para nosso trabalho.

A perda de energia é significativa na região central do aglomerado CC, pois a densidade é muito mais elevada. Neste caso, o gás tende a esfriar de modo mais

eficiente no centro do aglomerado e, teoricamente, o *cooling flow* poderia ser responsável por uma taxa de deposição de matéria no centro do aglomerado a uma razão de até várias centenas de massas solares por ano. Porém, essa quantidade nunca foi observada diretamente nas quantidades previstas (Peterson, J & Fabian, A., 2006).

Além disso, se a temperatura da região central continuasse diminuindo, devido ao fluxo de resfriamento, deveríamos esperar que houvessem freqüentes surtos de formação estelar. Consequentemente esperaríamos a existência de um grande número de estrelas jovens nas galáxias cD, mas somente se observa um excesso de 10% – 20% desses tipos de estrelas (Donahue et al., 2001).

O fato de não ter observado esses fenômenos aponta para a necessidade de existir algum mecanismo de reaquecimento. Sabe-se que, basicamente, toda galáxia cD possui uma AGN⁵ que entra em atividade a cada $\sim 10^8$ anos e que, através de jatos ultra energéticos, podem deter o resfriamento do gás que esta colapsando para o centro do aglomerado, inibindo assim a formação estelar. Tal fato pode ser observado através de formação de bolhas de gás ultra-quente em torno da galáxia cD, visíveis na imagem de raios-X (McNamara & Nulsen, 2007).

1.2.2 História primordial dos aglomerados de galáxias

Com vista ao estudo dos aglomerados e grupos de galáxias é necessário adotar-se um modelo cosmológico que melhor reproduza o universo e a estruturas que são observadas. Dentre os diversos modelos propostos na literatura o mais favorecido atualmente é o modelo de universo Λ CDM ($\Omega_\Lambda \approx 0,7$, $\Omega_M \approx 0,3$ e $h \approx 0,7$), onde Ω_Λ e Ω_M são, respectivamente as densidades relativas da energia escura e matéria escura e h é um número adimensional (ver na nota de rodapé 4).

Neste tipo de universo as estruturas se formam de modo hierárquico do tipo *Bottom-up*, onde, estruturas menores se formam primeiramente e se fundem para formar estruturas maiores. Na Figura 1.4 temos a representação gráfica da “árvore das fusões”, obtida através de simulação de N-corpos realizada por Helly et al. (2003). Cada círculo vazio representa um halo de matéria escura identificado na simulação, sendo que a área de cada círculo é proporcional à massa do halo. O eixo vertical, representando por $\log_{10}(1+z)$ nos dá o *redshift* referente à época da formação da estrutura representada, onde z é o *redshift* do objeto, que está sendo observado, e é dado por

⁵AGN - *Active Galaxie Nuclei* ou núcleo galáctico ativo no qual acredita-se conter um buraco negro super-massivo

$$z = \frac{\lambda_{obsv} - \lambda_{emit}}{\lambda_{emit}},$$

sendo λ_{obsv} e λ_{emit} , respectivamente, os comprimentos de onda dos fótons observados e emitidos pela fonte. A sua posição horizontal é arbitrária. As linhas sólidas no painel lateral à direita conectam os halos a seus progenitores. A linha sólida no painel lateral esquerdo mostra a fração da massa final contida em progenitores resolvidos como uma função do *redshift*, e a linha pontilhada mostra a fração final de massa contida em um grande progenitor como função do *redshift*.

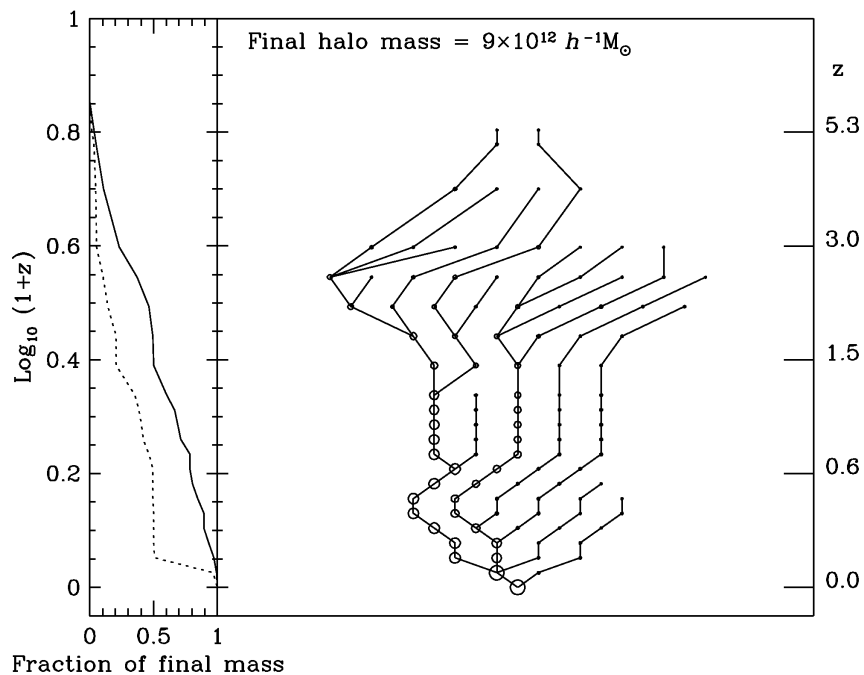


Figura 1.4: Representação de uma árvore de fusões tiradas de uma simulação numérica da formação de um halo de matéria escura de $\sim 10^{13} M_{\odot}$ (Helly et al., 2003).

Observações dos últimos 20 anos mostraram que a matéria tende a se distribuir em forma de filamentos e muros, havendo entre essas estruturas regiões de baixa densidade ou vazios (*voids*). Nas interseções dos referidos filamentos são encontrados os aglomerados de galáxias ricos e vários aglomerados próximos ao longo de um filamento poderiam ser identificados com um super-aglomerado.

No início do século 21, o consórcio VIRGO, do Reino Unido, realizou uma simulação para determinar a distribuição dos halos de matéria escura e das galáxias. Adotando o modelo de universo Λ CDM, eles evoluíram um sistema contendo 10 bilhões de partículas, usando simulação de N-corpos, do início do universo até a época presente obtendo um retrato bem próximo do universo observado hoje. Na

Figura 1.5 temos o resultado desta simulação para o *redshift* atual, colocado de forma ilustrativa, onde pode-se ver as estruturas formadas em aglomerados de galáxias que são observados no universo de hoje (Springel et al., 2005).

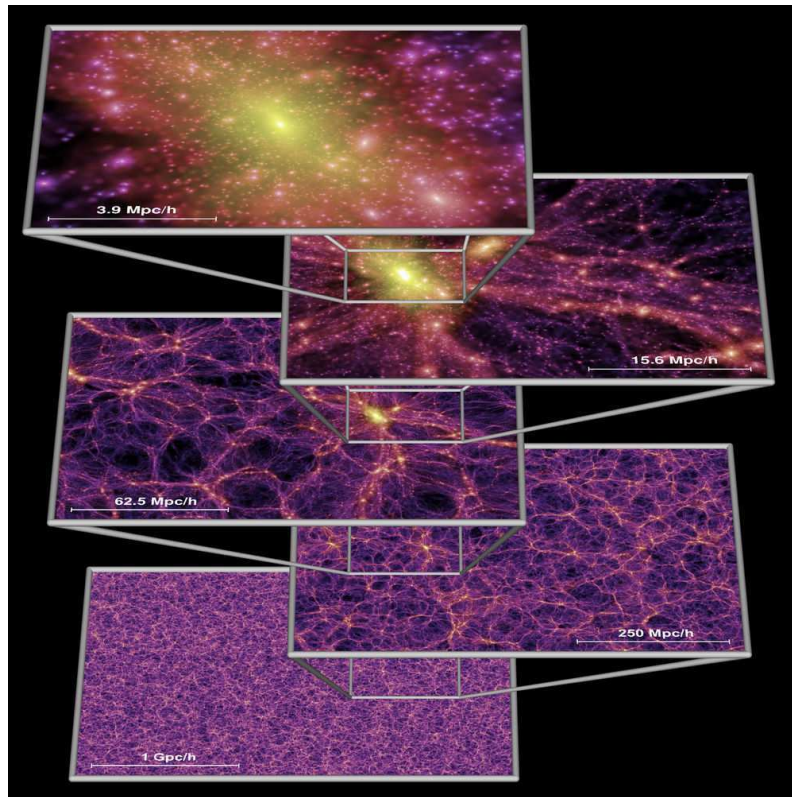


Figura 1.5: *Filamentos cósmicos reproduzidos a partir da simulação "Millennium" (Springel et al., 2005), para halos de matéria escura da distribuição de massa em um universo Λ CDM.*

1.3 Origem e distribuição de metais nos aglomerados

Voltando à Figura 1.3 (White, 2000), verificamos que a abundância de Fe observada no aglomerado CC apresenta um excesso de Fe, para a região central, que para as demais regiões. Tal comportamento também é uma característica comum entre os aglomerados CC.

Dupke & White (2000), usando uma amostra de três aglomerados de galáxias (Abell 496, Abell 2199 e Abell 3571), de tipo CC, descobriram a partir de medidas espacialmente resolvidas de espectroscopia em raio-X do satélite ASCA que a maioria do ferro detectado na região central destes aglomerados era oriundo de SN Ia. Logo, estas evidências observacionais sugerem que, em aglomerados CC, a su-

perabundância de Ferro na região central pode ser proveniente de material ejetado por SN Ia. A variação da razão de abundâncias de Silício e Ferro (Si/Fe) são produzidas em diferentes proporções por supernova tipo II (SN II) e supernova tipo Ia (SN Ia), podendo, com isso, determinar uma variação de contribuição de um tipo de supernova em respeito à outra que depende da região do aglomerado que esta sendo observada. Essa variação da razão de abundância, com respeito às diferentes contribuições de material ejetado por SN Ia e II, permite discriminar os tipos de SNe que contribuíram mais eficientemente para o enriquecimento das diferentes regiões do aglomerado observado.

Porém, a análise das observações dos satélites *Einstein* (Canizares et al., 1997) e ASCA (Mushotzky & Loewenstein, 1997) sugeriram que as abundâncias globais de metais eram consistentes com a ejeção de material proveniente de SN II. Estas observações favoreciam o modelo de transporte de metais baseado em ventos proto-galácticos.

Além disso, Finoguenov et al. (2000), usando uma amostra de dados do ASCA, mostrou que em aglomerados mais ricos a razão de Si/Fe aumenta rapidamente com a distância à região central, demonstrando que a abundância de Ferro cai abruptamente com a distância do centro. Este resultado sugere um grande predomínio de SN II no enriquecimento em grandes distâncias radiais, provavelmente devido à ventos proto-galácticos, consistente com o sugerido por Dupke & White (2000). Essa conclusão foi reforçada por Finoguenov et al. (2001) em um estudo posterior com os dados do ASCA/SIS, acoplados com as informações espaciais contidas nas observações do ROSAT/PSPC e o Einstein/IPC, mas, com uma amostra de 18 aglomerados frios ($T \sim 4keV$) que favorecem esse cenário de enriquecimento do ICM por ventos proto-galácticos de SN II, mas, também sugeriu que o enriquecimento do ICM por SN Ia possa ter ocorrido após a distribuição de densidade do gás ter se estabilizado.

Por outro lado, Dupke & White (2000) mostraram que as abundâncias de Fe, Ni, e S são centralmente elevadas em Abell 496 e que os gradientes de razões desses elementos sugerem fortemente a possibilidade de serem provenientes de ejeção de material de SN Ia.

Observações com BeppoSAX e ASCA, confirmaram o excesso de Fe inferido por Dupke & White (2000) em galáxias cD de aglomerados CC (White, 2000; De Grandi & Molendi (2001), Leccardi & Molendi (2008a)), e Finoguenov et al. (2000) detectaram variações da razão Si/Fe consistentes com um aumento com a distância radial. Estes resultados sugerem duas origens diferentes para os metais observados no ICM: a existência de gradientes espaciais de razões de abundância apontam para a possibilidade do mecanismo de ejeção de metais, na região central do aglomerado,

ser diferente do mecanismo que enriqueceu o ICM nas regiões mais externas.

Graças a essas observações, acredita-se que nas regiões centrais dos aglomerados exista uma dominância maior de metais ejetados por SN Ia que SN II (Dupke & White (2000a,b), de Plaa et al., 2007) que devem estar associadas ao efeito produzido pela RPS. O contrário é expresso para as regiões externas do aglomerado: a maior contribuição para o enriquecimento deve ser proveniente de material ejetado por SN II (Finoguenov et al., 2000,2001), sendo este último efeito provavelmente consequência de Ventos proto-galácticos. A seção 1.1 descreve com mais detalhes ambos efeitos.

Logo, o acúmulo de material enriquecido em aglomerados pode ser usado como uma sonda para estudar a evolução química dos aglomerados e grupos de galáxias. Apontando para um caminho que pode fornecer informações importantes para a investigação da história de formação estelar nos aglomerados e grupos de galáxias e os mecanismos que depositam os elementos no meio de intra-aglomerado.

De Grandi & Molendi (2009) perceberam que existe uma dificuldade de determinar a contribuição relativa de Supernova tipo Ia e tipo II no enriquecimento do ICM partindo das medidas globais de aglomerados CC. Tal dificuldade reside no fato de que as incertezas sobre a produção de elementos, previstas nos modelos teóricos de supernovas, são muito grandes, tornando difícil determinar com segurança a proporção relativa de ferro oriúndos de SN II e SN Ia no ICM (Gibson et al., 1997) e, essas incertezas nos modelos teóricos de SN prejudicam uma determinação mais acurada da proporção de contribuição para o enriquecimento do ICM a partir de SN.

1.4 Discriminação de modelos usando razões de abundâncias

Devido à essas grandes incertezas nos modelos de SN, torna-se fundamental a adequação dos atuais modelos de Supernovas a fim de reproduzirem as observações em raio-X, do ICM, referentes à abundância de elementos.

O que se propõe nesta dissertação é, a partir de uma amostra cuidadosamente selecionada de aglomerados e grupos de galáxias, calcular as razões de abundâncias de uma variedade de elementos (um *ensemble*) e usá-las, ou a média delas, como medida real do valor da razão de abundância, e comparar os valores observados com as previsões dos *Yields* de Supernovas (SN) propostos pelos modelos de Supernovas atuais de modo a impor um vínculo a tais modelos.

Para tanto, temos como ponto de partida a técnica proposta por Dupke & White

(2000a), segundo a qual, calcula-se as razões de abundância de Ni/Fe a fim de compará-las com as previsões teóricas dos modelos de SN Ia e SN II, a saber, os modelos $W7$ (modelo de deflagração) e $WDD1$, $WDD2$ e $WDD3$ (modelos de detonação retardada), propostos inicialmente por Nomoto et al. (1997a,b).

Capítulo 2

Modelos de Supernovas (SN) tipo Ia e II

2.1 Processos de detonação de Supernovas

O fenômeno de Supernova é um dos mais energéticos do Universo ($E \sim 10^{51} \text{ ergs}$) e se caracteriza pela detonação de uma estrela progenitora que ocorre quando a pressão de degenerescência dos elétrons não é capaz mais de contrabalançar a pressão provocada pela atração gravitacional. Esse desequilíbrio de pressões produz um colapso gravitacional que culmina em uma detonação altamente energética tendo como consequência a expulsão de uma parte considerável da massa da estrela progenitora.

O processo de SN pode ser classificado como Supernovas do tipo Ia, Supernovas do tipo II, Ib e Ic. Para efeitos de simplicidade mencionaremos 2 diferentes tipos; SN Ia (Supernovas tipo Ia) e SN II (Supernovas tipo II, Ib e Ic). Para SN Ia abordaremos o tipo de detonação em que a progenitora é uma anã-branca que graças à acreção de matéria de uma companheira binária sofreu o processo de detonação por deflagração ou detonação retardada do núcleo de carbono. Como SN II entende-se como todos os tipos de detonação de estrelas, cuja progenitora sofreu o processo de colapso do núcleo de Níquel e Ferro.

Essa classificação em SN Ia, II, Ib e Ic está intrinsecamente associada a forma do espectro que é detectado. Uma SN Ia não apresenta hidrogênio no espectro e mostra linhas fortes de absorção de Silício. O tipo Ib apresenta linhas fracas de Hidrogênio e fortes de Hélio, ambas de absorção. SNe do tipo Ic não possuem Hidrogênio e Hélio no espectro mas possuem linhas fracas de absorção de Silício. Por outro lado uma SN II apresenta fortes linhas de emissão ou absorção de Hidrogênio no espectro. Para mais detalhes sobre os espectros de SNe ver Minkowski (1941), Kirshner et al. (1973), Harkness et al. (1987), Filippenko et al. (1995) e Filippenko (1997).

Acredita-se que a ignição do carbono seja responsável pelas supernovas de tipo Ia (Nomoto et al., 1984, 1997b; Thielemann et al., 1986; Branch et al., 1995). Este tipo de supernova ocorre quando a massa de uma anã-branca, composta essencialmente de Carbono e Oxigênio ou de um núcleo degenerado de uma estrela companheira de massa intermediária, começa aumentar por acreção de matéria de uma estrela gigante, pertencente a este sistema binário juntamente com a anã-branca. Quando a massa da anã-branca ou do núcleo degenerado aproximam-se da massa do limite de Chandrasekhar ($\sim 1,4 M_{\odot}$), a densidade e a temperatura central são suficientes para iniciar a fusão do carbono e iniciar o processo de Supernova.

Se a diferença entre pressão interna e pressão externa fosse controlada apenas por processos térmicos a estrela expandiria para buscar o equilíbrio. No entanto, em condições de degeneração, a pressão só depende da densidade, assim a temperatura pode aumentar rapidamente sem que a estrela mude consideravelmente o volume. Este estado de desequilíbrio culmina com a ignição do carbono e de todas as fases subsequentes da combustão nuclear, propagando-se uma frente de deflagração na anã-branca ou no núcleo degenerado. Este processo é conhecido como detonação quando a frente de deflagração expande-se supersonicamente.

A descrição do processo mais aceita, atualmente, é o cenário unicamente degenerado (*single-degenerate*) que compreende em se ter, inicialmente um par de estrelas binárias, no qual a estrela mais massiva evolui até a fase de gigante vermelha (estrela "A"). Neste processo de evolução o raio da estrela A se expande de tal forma que parte da massa desta estrela é acretada pela estrela companheira (estrela "B"). Devido a essa transferência de massa, para que o momento angular do sistema se conserve, a estrela B e o núcleo da estrela A espiralam para dentro do envelope de gás comum. Esse envelope de gás é ejetado, a medida que a separação entre o núcleo remanescente da estrela A e a estrela B decresce. Após a ejeção do envelope de gás, o núcleo da estrela A colapsa para se tornar uma anã-branca (Yoon & Langer, 2004; Mazzali et al., 2007) formando, com isso um sistema binário composto por uma anã-branca e um estrela companheira.

A partir do momento que a estrela companheira (estrela B) evolui para gigante vermelha, parte da sua massa é acretada para a anã-branca (ou estrela A) até que esta última alcance a massa de Chandrasekhar. Com isso, a força gravitacional vence novamente a pressão de degenerescência dos elétrons no interior da estrela A produzindo uma detonação, pelo processo de deflagração do Carbono. Durante a explosão a estrela B é freqüentemente ejetada do sistema em questão.

Diversos modelos procuram explicar este processo. Nos modelos tradicionais, a ignição tem início no centro da estrela, seguida por uma labareda nuclear subsônica (uma onda de deflagração) que se propaga para o exterior da mesma. Alguns modelos

alternativos propõem que esta ignição possa ter início em bolhas no interior da estrela e não no centro desta (ver mais detalhes Seção 2.3).

É importante salientar que neste processo os eventos de SNe Ia produzem diferentes elementos pesados, principalmente Ni e Fe, conforme a onda de deflagração se propaga radialmente para fora. Esses elementos são injetados no meio interestelar (*Inter-Stellar medium* ou ISM) e, graças aos mecanismos de transporte que mencionamos na Seção 1.1, é em parte transferido para o ICM.

Entende-se como SNII a detonação produzida pelo colapso gravitacional do núcleo de Fe e Ni, na qual as estrelas progenitoras possuem massas $\gtrsim 9 M_{\odot}$. Este tipo de detonação contribui significativamente para o enriquecimento do ISM com elementos α (e.g. O, Ne, Mg, Si e S).

Uma SN tipo II pode ser descrita como a detonação de uma estrela muito massiva (provavelmente O e B), cujo material estelar sofre, ao alcançar a sua etapa final de evolução (quando o núcleo ultrapassa a massa de Chandrasekhar), um colapso gravitacional em direção ao centro da estrela. Na teoria de atmosferas estelares, o modelo de estrutura estelar geralmente empregado é o de "camadas de cebola" (Burbidge et al., 1957), onde a estrela é dividida em camadas com diferentes temperaturas, densidades, pressões e, conseqüentemente, com reações nucleares específicas. Acredita-se que esta estrutura estelar de "camadas de cebola", com simetria esférica e circunscritas umas as outras tenha um núcleo esférico de Ferro (ver Figura 2.1)¹. Supõe-se, neste modelo, uma distribuição de gás em uma série de camadas concêntricas, onde calcula-se, para cada camada, os processos que podem estar ocorrendo em seu interior. Considera-se que os parâmetros (temperatura, densidade e pressão) sejam deduzidos através de um ajuste de valores de forma que sejam consistentes nas regiões de limite entre as camadas.

O Ferro é demasiado estável para começar a queimar, devido a isso, ele se acumula na região central fazendo com que o núcleo continue a aumentar. Quando a massa do núcleo alcança o limite de massa de Chandrasekhar, acima do qual o núcleo de Ferro não pode crescer, a sua gravidade torna-se demasiada elevada para que o núcleo se mantenha.

Neste ponto, um colapso catastrófico das camadas exteriores ao núcleo é inevitável, pois, o próprio núcleo se contrai. Inicialmente, a pressão de degenerescência é mantida por elétrons degenerados e relativísticos. Ao começar o processo de contração do núcleo ocorre uma mudança de estado, fazendo com que os elétrons sejam capturados pelos prótons por decaimento β inverso (Alvarez, 1938), formando

¹disponível em: http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/teachers/lessons/xray_spectra/activity-fusion.html (Acessado em: 3 de maio de 2010)

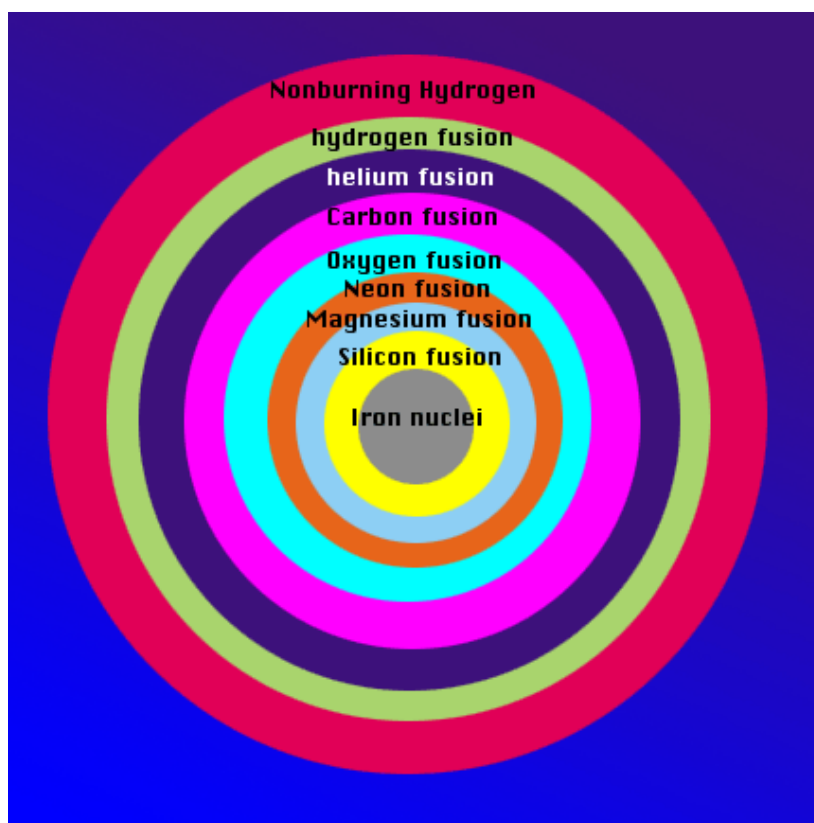


Figura 2.1: Modelo "camadas de cebola" da estrutura de uma estrela progenitora de SN II. (Cortesia: NASA)

nêutrons. Isso provoca um redução do número de elétrons degenerados (fotodesintegração), que mantém essa pressão de degenerescência, acentuando o processo de colapso (Burbidge et al., 1957 e Marion & Fowler (1957)).

Com isso, uma onda de choque é produzida e se propaga radialmente para fora. A medida que esta onda de choque se propaga começa a perder energia, devido às interações com as camadas no interior da estrela, mas, ela é revigorada por interações de neutrino (Gamezo et al., 2004; Richardson et al., 2002), fazendo com que toda a sua energia seja transferida para as camadas exteriores, em uma detonação (SN II). Com isso o material externo, ao núcleo, é ejetado, deixando geralmente um remanescente degenerado.

Uma variação excepcional de colapso de caroço é o caso das Hypernovas (HNe). Entende-se que Hypernova é uma Supernova muito energética, modelada em um cenário de colapso do caroço (Nomoto et al., 2006). Esta estrela, de massa maior que 30 massas solares, ao sofrer o processo de colapso, forma um buraco negro (*Black-Hole* ou BH). As estrelas progenitoras deste evento, provavelmente, são de estrelas de população III. Estrelas de população III são estrelas supermassivas, cuja

composição química deve ter sido, basicamente, Hidrogênio e Hélio (Nomoto et al., 2006). Considera-se que essas estrelas possuem, hipoteticamente metalicidade nula ($Z = 0$) e que são possivelmente as primeiras estrelas do Universo.

Segundo Nomoto et al. (2006), o modelos de HNe prevêem medidas de abundância altas de Zn e Co e baixas de Mn e Cr. Estas previsões são consistentes com as observações de abundâncias de estrelas pobres do halo galáctico (Nakamura et al., 1999). Essas estrelas pobres são classificadas como (*extremely metal-poor* ou (EMP) e *Very Metal-Poor* ou (VMP)). Segundo Cayrel et al. (2004) uma estrela VMP é definida com $[Fe/H] \lesssim -2,5$ (Beers & Christlieb, 2005) e a estrela EMP é definida como de baixa metalicidade ($-4,2 < [Fe/H] < -3,5$) e normais ($[C/H] \sim 0$), onde $[Fe/H]$ e $[C/H]$ são, respectivamente as metalicidades do Ferro e Carbono, normalizadas no Hidrogênio. Essa metalicidade, generalizando para um dado elemento X qualquer, é dada por:

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

onde, o índice * designa o logaritmo da fração da densidade numérica ($n(X)$), da espécie considerada em relação a densidade numérica do Hidrogênio ($n(H)$), referente à estrela na qual está sendo medida a metalicidade e, o índice \odot designa o logaritmo desta mesma fração, porém, medido no Sol (Schneider, 2006).

Essa consistência nos valores de abundância de Zn, Co, Mn e Cr previstos por Nomoto et al. (2006) com as medidas de abundância observadas por Nakamura et al. (1999) sugerem, em primeiro lugar, que as estrelas VMP e EMP possam ser possivelmente as estrelas de população III, progenitoras de HNe e, em segundo lugar, que um efeito significativo no enriquecimento inicial galáctico possa ter sido devido à HNe. Para o nosso trabalho, por simplicidade, consideraremos que estrelas VMP e EMP são estrelas progenitoras de população III e, por isso, assumiremos, para estrelas de população III, que a metalicidade é zero ($Z = 0$).

2.2 Produções estelares (*Yields*) e o método geral

Os *Yields* representam a quantidade de elementos ejetados por estrelas de todas as massas, após a etapa final de suas evoluções. Tal componente é de fundamental importância para calcular a evolução química das galáxias. Eles são calculados a partir do conhecimento da evolução estelar e nucleossíntese e em alguns casos observados diretamente em explosões de SNe. No caso da presente dissertação, comparamos os valores dos *Yields*, relacionados a cada tipo de Supernova, com as razões de abundância dos elementos no ICM. Usamos, para este fim, as razões de

abundância de Si/Fe , Ni/Fe , Si/Ni , Ne/Fe , O/Fe e S/Fe .

Definimos um espaço de variabilidade que usamos como ferramenta para comparar as previsões dos *Yields* de SNe com as medidas de abundância observacionais. O espaço de variabilidades é um gráfico bi-dimensional, no qual o eixo das abcissas representa a abundância numérica do elemento X e o eixo das ordenadas representa a abundância numérica do elemento Y . No referido espaço, cada ponto representa os valores de abundâncias dos elementos X e Y medidos, na banda de raio-X, para a amostra de aglomerados/grupos escolhida (Região Observacional de Variabilidade ou ROV). As retas que são traçadas a partir do ponto (0,0) representam cada modelo de SN, que desejamos comparar com os dados obtidos a partir da amostra de aglomerados/grupos.

Na Figura 2.2 nós mostramos um exemplo do espaço de variabilidades, onde populamos o espaço $X \times Y$ com uma amostra fictícia de aglomerados (gerada só para efeitos de demonstração).

Neste mesmo espaço geramos duas retas: uma com a razão de $Y/X = 0,1$ (para o modelo com 100% de contaminação de SNII), em preto. E outra com $Y/X = 2,0$ (para o modelo com 100% de contaminação de SNIa), em laranja, onde todos esses modelos são fictícios, criados apenas para efeito de ilustração. Assumimos que todo enriquecimento, nos aglomerados, vem de uma combinação de SN Ia e SN II. A região rachurada em laranja é limitada pelas retas que representam os modelos teóricos de SNIa e SNII e será chamada daqui para frente de Região Teórica de Variabilidade (RTV). Esta região abrange todos os valores de razões de abundâncias possíveis para estes dois modelos onde, se os modelos de SN refletissem perfeitamente o mundo real, todos os valores de razões de abundâncias obtidos a partir da observação de aglomerados de galáxias (que são os quadrados cheios), deveriam estar contidos na RTV.

Este gráfico é interpretado observando quantos aglomerados são englobados pela RTV, que está sendo limitada pelos modelos de SNe, alvos de nossa investigação. Neste exemplo (Figura 2.2) observamos que 7 aglomerados da nossa amostra fictícia pertencem (dentro dos erros) à RTV gerada pelos modelos SNIa e SNII, enquanto o mesmo não é verdade para 1 aglomerado. O fato destes modelos não conseguirem prever as abundâncias de todos os aglomerados de nossa amostra fictícia aponta para necessidade de analisar modelos de explosão de SNe alternativos, de modo a identificar aqueles que sejam mais consistentes com as observações.

Para tanto, torna-se necessário obter os coeficientes angulares das retas que limitam os espaços de variabilidades. Estes coeficientes angulares são as razões de abundância obtidas a partir dos modelos de SNe que iremos estudar (que são as produções (*Yields*) previstas nas teorias de SNe). Na Seção 2.4 nós mostraremos as

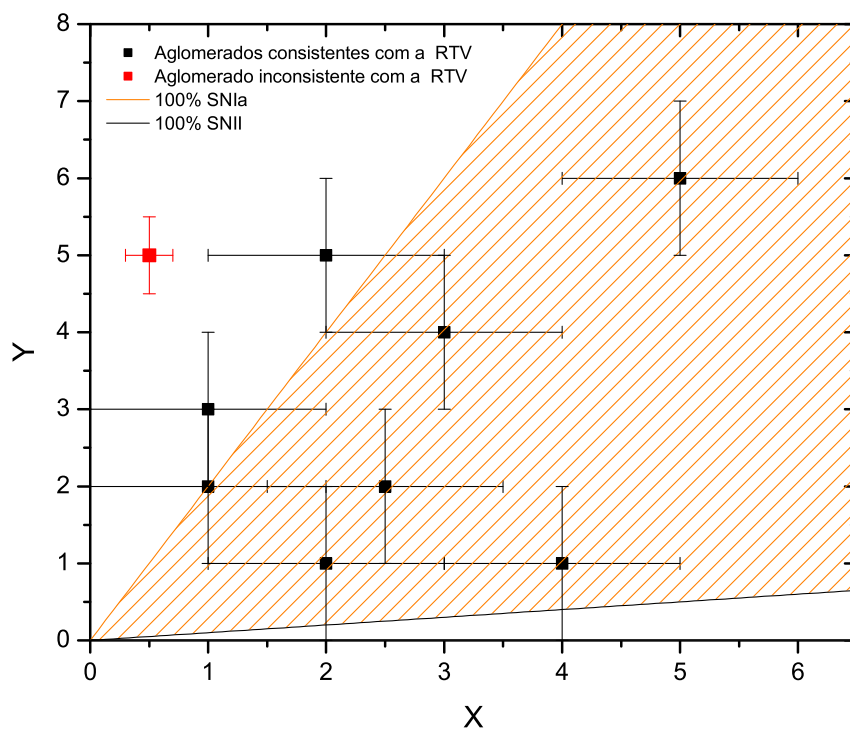


Figura 2.2: Exemplo de espaço de variabilidades. As áreas rachuradas (RTVs) representam as regiões que são limitadas pelo valor correspondente à 100% de contaminação por SNIa ou por SN II, de acordo com o modelo teórico. A referida região representa os valores consistentes com as observações, em raios-X, dos aglomerados da amostra (representados pelos pontos pretos no gráfico).

razões de abundância dos elementos que utilizamos em nosso estudo para os diversos modelos SNe investigados. Populando-se este espaço com as informações obtidas a partir de observações em raio-X dos aglomerados/grupos da amostra e traçando-se as retas representativas de cada modelo de SN adotado, podemos verificar as RTVs nas quais os modelos são mais consistentes com os dados empíricos e, assim, podemos discriminar quais os modelos de SNe que são mais ou menos consistentes com as observações.

2.3 Propriedades dos principais modelos

Vale ressaltar que a nucleossíntese dos elementos, que contribuem para o enriquecimento do ICM, depende das características da propagação das Labaredas (*Flames*), das ondas de choque geradas pelas instabilidades da frente da Labareda (*Flame Front*), da densidade de matéria na labareda e da transição entre a deflagração e a detonação (Nomoto et al., 1997b; Niemeyer & Hillebrandt, 1995a; Niemeyer & Woosley, 1997). Mediante a isso, diferentes modelagens destas características produzirão diferentes taxas de nucleossíntese de elementos. Logo, a forma com que é feita a modelagem do processo de SNe influencia na previsão da produção de elementos que são ejetados para o ISM e conseqüentemente refletem no enriquecimento do ICM.

Os primeiros modelos propostos para tentar explicar os processos de detonação em SNe do tipo Ia, eram caracterizados por labaredas nucleares supersônicas (Arnett, 1969; Hansen & Wheeler (1969)). Mas esses modelos não reproduziam a produção de elementos de massa intermediária que eram observados no espectro de SN Ia (Nomoto et al., 1984; Wheeler & Harkness, 1990).

A fim de descrever o processo de SNIa de forma a reproduzir as abundâncias, de elementos de massa intermediária observadas nos espectros de SNe do tipo Ia, propôs-se o modelo clássico de deflagração ou *deflagration model* (Nomoto et al., 1984; Branch et al., 1995; Harkness, 1991; Thielemann et al., 1986), comumente conhecido na literatura como *W7*. Este modelo é um dos mais aceitos atualmente, e é caracterizado pela ignição do Carbono na região central, quando a densidade no centro é de $2,1 \times 10^9 g.cm^{-3}$, a temperatura central é $T_c = 1,0 \times 10^7 K$ e a composição de fração de massa inicial é de $X(^{12}C) = 0,475$, $X(^{16}O) = 0,50$ e $X(^{22}Ne) = 0,025$. Após a ignição é produzida uma frente da labareda que se propaga com velocidade subsônica ($\sim 15\% - 25\%$ da velocidade do som) para o exterior da estrela. A onda de pressão produzida pelo processo é chamada de onda de deflagração.

Um segundo modelo hidrodinâmico, similar ao *W7*, é o *W70* (Nomoto et al.,

1997b; Iwamoto et al., 1999). Esse modelo é baseado na mesma física de deflagração do Carbono aplicada no *W7*, exceto pelo fato de que é assumida uma fração de massa inicial de $X(^{12}\text{C}) = 0,50$, $X(^{16}\text{O}) = 0,50$ e $X(^{22}\text{Ne}) = 0,0$, isto corresponde a uma metalicidade inicial zero para o elemento ^{22}Ne que possui a finalidade de garantir que este elemento seja produzido a partir dos elementos iniciais CNO.

Outra proposta para tentar explicar as abundância de elementos intermediários inferidas em espectro de SNIa, são os modelos baseados em detonação retardada ou *delayed detonation* (Livne, 1993; Arnett & Livne, 1994a,b; Khokhlov, 1995; Niemeyer & Hillebrandt, 1995), chamados na literatura de modelos *WDD1*, *WDD2* e *WDD3*. Nestes modelos é assumido que a onda de deflagração se propaga no interior da estrela na fase inicial de expansão. Essa onda de deflagração é modelada pelo modelo de deflagração lenta ou *WS15* (Nomoto et al., 1997b; Brachwitz et al., 2000) e transforma-se em detonação retardada quando a densidade à frente da labareda diminui para $3,0 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ (*WDD3*), $2,2 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ (*WDD2*) e $1,7 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ (*WDD1*). Esses modelos caracterizam-se pelo fato que a velocidade da labareda ser inicialmente baixa ($\sim 1\% - 3\%$ da velocidade do som), mas aumenta até se tornar supersônica. Na Tabela 2.1 são apresentados os *Yields* dos modelos de SNe do tipo Ia (*W7*, *W70*, *WDD1*, *WDD2* e *WDD3*) e as produções estelares do modelo de SN II para estrelas progenitoras de massa média entre $10 M_{\odot}$ a $50 M_{\odot}$ do trabalho de Nomoto et al. (1997b).

Nós incluímos também os modelos usados por Iwamoto et al. (1999) nos quais eram considerados, não só os modelos *W7*, *W70* e *WDDs* (*WDD1*, *WDD2* e *WDD3*), mas também os modelos *CDD1* e *CDD2*, que são similares aos modelos *WDDs* exceto pelo fato da onda de deflagração, que é assumida na etapa inicial da expansão, ser modelada usando o modelo de deflagração lenta *CS15* (Nomoto et al., 1997b; Brachwitz et al., 2000) que sofre uma transformação para detonação retardada quando a densidade à frente da onda de deflagração decresce para $1,7 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ (*CDD1*) ou $2,2 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ (*CDD2*), ver Tabela 2.2.

De acordo com Nomoto et al., 1997b e Brachwitz et al., 2000 o modelo *WS15* refere-se a uma onda de deflagração lenta que se propaga com $1,5\%$ da velocidade do som local. Essa onda de deflagração é produzida pela ignição do Carbono quando a densidade do central da estrela é de $2,1 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$. De igual forma, o modelo *CS15* representa uma onda que se propaga com a mesma velocidade do caso *WS15*, porém a ignição do Carbono ocorre quando a densidade central é de $1,7 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$.

Outros modelos de ignição de SNIa que analisamos foram propostos por Travaglio et al. (2004). Nestes modelos, obtidos também a partir de simulações 2D e 3D da fase de queima termonuclear, foi usado um método traçador de partículas a fim de determinar a evolução dos modelos com o tempo. Travaglio et al. (2004) também

Tabela 2.1: *Nucleossíntese produzida para SNII e Ia prevista por Nomoto et al. (1997b).*

| Massa sintetizada (M_{\odot}) | | | | | | |
|-----------------------------------|---------------------|----------|----------|----------|----------|----------|
| Species | SNII | | | SNIa | | |
| | 10 a 50 M_{\odot} | W70 | W7 | WDD1 | WDD2 | WDD3 |
| ^{16}O | 1.80 | 1.33E-01 | 1.43E-01 | 9.96E-02 | 6.93E-02 | 4.69E-02 |
| ^{17}O | 9.88E-08 | 3.33E-10 | 3.54E-08 | 3.99E-06 | 4.50E-06 | 1.72E-06 |
| ^{18}O | 4.61E-03 | 2.69E-10 | 8.25E-10 | 6.96E-07 | 4.62E-07 | 2.42E-07 |
| ^{20}Ne | 2.12E-01 | 2.29E-03 | 2.02E-03 | 1.45E-03 | 9.13E-04 | 6.77E-04 |
| ^{21}Ne | 1.08E-03 | 2.81E-08 | 8.46E-06 | 4.09E-06 | 1.47E-06 | 2.30E-06 |
| ^{22}Ne | 1.83E-02 | 2.15E-08 | 2.49E-03 | 1.34E-05 | 1.96E-06 | 1.39E-06 |
| ^{28}Si | 1.05E-01 | 1.38E-01 | 1.50E-01 | 3.48E-01 | 2.71E-01 | 2.04E-01 |
| ^{29}Si | 8.99E-03 | 6.03E-05 | 8.61E-04 | 6.05E-04 | 3.87E-04 | 2.49E-04 |
| ^{30}Si | 8.05E-03 | 3.09E-05 | 1.74E-03 | 1.07E-03 | 6.35E-04 | 3.94E-04 |
| ^{32}S | 3.84E-02 | 9.19E-02 | 8.41E-02 | 2.09E-01 | 1.65E-01 | 1.24E-01 |
| ^{33}S | 1.78E-04 | 5.83E-05 | 4.50E-04 | 3.48E-04 | 2.49E-04 | 1.74E-04 |
| ^{34}S | 2.62E-03 | 2.84E-06 | 1.90E-03 | 3.42E-03 | 2.50E-03 | 1.75E-03 |
| ^{36}S | 1.78E-06 | 1.09E-11 | 3.15E-07 | 2.29E-07 | 1.33E-07 | 8.58E-08 |
| ^{54}Fe | 3.62E-03 | 8.18E-02 | 1.04E-01 | 7.26E-02 | 7.08E-02 | 6.29E-02 |
| ^{56}Fe | 8.44E-02 | 6.72E-01 | 6.13E-01 | 4.56E-01 | 6.15E-01 | 7.62E-01 |
| ^{57}Fe | 2.72E-03 | 1.98E-02 | 2.55E-02 | 1.03E-02 | 1.39E-02 | 1.94E-02 |
| ^{58}Fe | 7.22E-09 | 9.34E-04 | 9.63E-04 | 4.09E-03 | 4.06E-03 | 4.10E-03 |
| ^{58}Ni | 3.63E-03 | 9.67E-02 | 1.28E-01 | 3.01E-02 | 3.34E-02 | 4.62E-02 |
| ^{60}Ni | 1.75E-03 | 1.43E-02 | 1.05E-02 | 4.03E-03 | 4.15E-03 | 4.78E-03 |
| ^{61}Ni | 8.35E-05 | 2.30E-04 | 2.51E-04 | 7.93E-05 | 9.23E-05 | 1.17E-04 |
| ^{62}Ni | 5.09E-04 | 1.37E-03 | 2.66E-03 | 1.26E-03 | 1.36E-03 | 1.88E-03 |
| ^{64}Ni | 3.20E-14 | 1.22E-06 | 1.31E-06 | 3.45E-04 | 3.35E-04 | 3.61E-04 |

Tabela 2.2: *Tabela de Massa Sintetizada nos modelos de SNIa previstos por Iwamoto et al. (1999).*

| Massa sintetizada (M_{\odot}) nos modelos de SNIa | | | | | | | |
|---|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|
| Species | W7 | W70 | WDD1 | WDD2 | WDD3 | CDD1 | CDD2 |
| ^{60}Fe | 7,52E-07 | 7,19E-07 | 7,33E-05 | 7,33E-05 | 7,36E-05 | 6,23E-08 | 2,74E-07 |
| ^{56}Ni | 5,86E-01 | 6,41E-01 | 5,64E-01 | 6,90E-01 | 7,73E-01 | 5,55E-01 | 7,37E-01 |
| ^{57}Ni | 2,27E-02 | 1,75E-02 | 9,95E-03 | 1,59E-02 | 1,98E-02 | 9,57E-03 | 1,74E-02 |
| ^{59}Ni | 6,71E-04 | 6,39E-04 | 2,54E-04 | 2,53E-04 | 2,51E-04 | 2,03E-04 | 1,90E-04 |
| ^{63}Ni | 8,00E-07 | 7,81E-07 | 1,69E-06 | 1,74E-06 | 1,73E-06 | 1,98E-07 | 8,31E-07 |

propuseram modelos multi-dimensionais (2D e 3D) de ignição central ou por ignições dentro de bolhas de turbulência no interior da estrela, neste último as ignições tem início no interior de bolhas quentes que se formam no interior da estrela por processos convectivos. Os modelos propostos por Travaglio et al. (2004) foram nomeados como `c3_2d_512`, `c3_3d_256`, `b5_3d_256` e `b30_3d_768`, onde: `c3_2d_512` é um modelo 2-dimensional (2D) de ignição central e tamanho de grade de 512 pixels de resolução; `c3_3d_256` é um modelo 3-dimensional (3D), também de ignição central, mas com o tamanho de grade de 256 pixels; `b5_3d_256` é um modelo 3D com ignição iniciada em 5 bolhas e tamanho de grade de 256 pixels e, finalmente, `b30_3d_768` é um modelo 3D, como ignição iniciada em 30 bolhas e tamanho de grade de 768 pixels. Este último, por ser de maior resolução possível de evoluir na simulação, foi considerado por Travaglio e colaboradores como o "modelo padrão" do artigo. De todos os modelos propostos por Travaglio et al. (2004) o modelo `b30_3d_768` foi o que melhor se aproximou do modelo W7 (Iwamoto et al., 1999). Na Tabela 2.3, são apresentadas as informações de produções estelares dos elementos que utilizamos em nossa análise do trabalho de Travaglio et al. (2004).

A fim de tornar mais claro o que foi mencionado sobre os modelos de SNe do tipo Ia, acima, resumimos, na Tabela 2.4, todos os modelos de SNe do tipo Ia investigados em nosso trabalho e suas principais características. Nesta tabela separamos os modelos em detonação central e detonação por bolhas. A primeira coluna mostramos a física de explosão adotada em cada modelo de SN Ia, a segunda coluna é o nome da cada modelo considerado, e a terceira coluna apresentamos as principais características dos modelos de SN Ia investigados em nosso trabalho.

No trabalho de Nomoto et al. (1997b) nós usamos as produções médias para SN II, cujas estrelas progenitoras possuem massas de 10 a $50 M_{\odot}$. Como produções médias para SNe do tipo II, nós calculamos a média ponderada das massas pela função de massa inicial (*Initial Mass Function* ou IMF) das estrelas progenitoras utilizadas para computar os *Yields*, dada por

$$\langle M_{i,II} \rangle = \frac{\int_{10M_{\odot}}^{m_u} M_i(m) m^{-(1+x)} dm}{\int_{10M_{\odot}}^{m_u} m^{-(1+x)} dm} \quad \text{sendo } x = 1, 35. \quad (2.3.1)$$

onde M_i são os *Yields* da i ésima espécie de elemento produzido por uma Supernova cujas estrelas progenitoras possuem m massas solares e m_u é o limite superior de massa destas estrelas progenitoras (em M_{\odot}). Para o cálculo dos *Yields* de SN II utilizou-se o modelo de IMF de Salpeter (Salpeter, 1955) que é considerado o modelo mais aceito pela comunidade científica.

Na Tabela 2.5 temos os resultados extraídos de Nomoto et al. (1997a) da nucleossíntese proveniente de explosões de SNe do tipo II para diversas massas de estrelas

Tabela 2.3: Tabela de Massa Sintetizada nos modelos de SNIa previstos por Travaglio et al. (2004).

| Massa sintetizada (M_{\odot}) nos modelos de SNIa | | | | | | |
|---|----------|--------------|--------------|--------------|--------------|---------------|
| Espécies | W7(a) | c3_2d_512(b) | c3_3d_256(b) | c3_3d_256(c) | b5_3d_256(c) | b30_3d_768(c) |
| ^{16}O | 1,40E-01 | 4,74E-01 | 4,16E-01 | 4,17E-01 | 3,90E-01 | 3,39E-01 |
| ^{17}O | 3,05E-08 | 1,16E-09 | 1,29E-09 | 1,13E-09 | 7,81E-06 | 1,31E-06 |
| ^{18}O | 7,25E-10 | 9,49E-11 | 1,62E-10 | 1,52E-10 | 1,15E-04 | 1,01E-05 |
| ^{20}Ne | 1,97E-03 | 4,70E-03 | 7,39E-03 | 7,10E-03 | 3,18E-02 | 6,28E-03 |
| ^{21}Ne | 8,51E-06 | 7,11E-07 | 1,14E-06 | 1,03E-06 | 5,96E-05 | 2,16E-05 |
| ^{22}Ne | 2,27E-03 | 2,15E-02 | 1,77E-02 | 1,77E-02 | 1,14E-02 | 1,42E-02 |
| ^{28}Si | 1,52E-01 | 4,42E-02 | 5,89E-02 | 5,39E-02 | 1,19E-01 | 5,39E-02 |
| ^{29}Si | 7,97E-04 | 6,47E-04 | 9,49E-04 | 9,22E-04 | 1,81E-03 | 5,61E-04 |
| ^{30}Si | 1,43E-03 | 1,06E-03 | 1,48E-03 | 1,31E-03 | 2,20E-03 | 8,03E-04 |
| ^{32}S | 8,45E-02 | 1,60E-02 | 2,22E-02 | 2,57E-02 | 5,70E-02 | 2,62E-02 |
| ^{33}S | 4,11E-04 | 1,05E-04 | 1,42E-04 | 1,58E-04 | 3,21E-04 | 1,21E-04 |
| ^{34}S | 1,72E-03 | 8,68E-04 | 1,15E-03 | 1,15E-03 | 2,30E-03 | 1,04E-03 |
| ^{36}S | 2,86E-07 | 1,64E-07 | 2,24E-07 | 2,47E-07 | 3,95E-07 | 1,53E-07 |
| ^{54}Fe | 7,49E-02 | 6,79E-02 | 6,61E-02 | 6,21E-02 | 4,48E-02 | 7,33E-02 |
| ^{56}Fe | 6,69E-01 | 2,44E-01 | 3,28E-01 | 3,36E-01 | 3,40E-01 | 4,39E-01 |
| ^{57}Fe | 2,52E-02 | 1,05E-02 | 1,35E-02 | 1,36E-02 | 1,28E-02 | 1,86E-02 |
| ^{58}Fe | 1,74E-04 | 8,25E-06 | 3,16E-05 | 3,02E-05 | 8,58E-06 | 1,05E-04 |
| ^{58}Ni | 1,02E-01 | 6,13E-02 | 7,52E-02 | 7,31E-02 | 5,56E-02 | 9,66E-02 |
| ^{60}Ni | 9,22E-03 | 7,23E-03 | 9,24E-03 | 8,16E-03 | 5,39E-03 | 7,73E-03 |
| ^{61}Ni | 2,69E-04 | 6,11E-05 | 8,86E-05 | 9,26E-05 | 9,99E-05 | 1,13E-04 |
| ^{62}Ni | 2,31E-03 | 5,71E-04 | 7,78E-04 | 8,16E-04 | 9,21E-04 | 1,12E-03 |
| ^{64}Ni | 1,84E-07 | 2,73E-11 | 1,61E-09 | 1,61E-09 | 1,93E-10 | 5,29E-08 |

(a) Thielemann et al. (2003)

(b) Travaglio et al. (2004)

(c) Travaglio et al. (2004) - Rodadas que permitiram a nucleossíntese para os marcadores de partículas que atingem as condições NSE[†] somente a partir de 90% da temperatura de pico.**NSE[†] (Nuclear Statistical Equilibrium) - Equilíbrio Estatístico Nuclear.**

Tabela 2.4: Tabela de resumo dos principais modelos de SNe do tipo Ia investigados nesta dissertação.

| Modelos de detonação central | | |
|---|--|---|
| Física de detonação | Nome do modelo | Características |
| Deflagração rápida do Carbono (deflagration model) | W7 | vel. de propag. Subsônica (15% – 25% da vel. do som) - modelo clássico de deflagração! |
| Deflagração rápida do Carbono (deflagration model) | W70 (W7 atualizado) | Similar ao W7 exceto por metalicidade inicial de ^{22}Ne igual a zero (para garantir que o Ne seja produzido a partir da fração de massa inicial de CNO) |
| Detonação retardada (delayed detonation) | $WDD1 = WS15 + DD1$ (dens. à fte. da labar. dim. para $1,7 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$) $WDD2 = WS15 + DD2$ (dens. à fte. da labar. dim. para $2,2 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$) $WDD3 = WS15 + DD3$ (dens. à fte. da labar. dim. para $3,0 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$) | Inicial. vel. de prop. entre 1% – 3% da vel. do som aumenta até se tornar supersônica [†] . |
| Modelos Híbridos Deton. retardada (delayed detonation) | $CDD1 = CS15 + DD1$ (dens. à fte. da labar. dim. para $1,7 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$) $CDD2 = CS15 + DD2$ (dens. à fte. da labar. dim. para $2,2 \times 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$) | Inicialmente vel. de prop. entre 1% – 3% da vel. do som aumenta até se tornar supersônica [‡] . |
| Deflagração rápida do Carbono (deflagration model) | c3_2d_512 c3_3d_256 | Modelo 2D e 512 pixels de resolução* Modelo 3D e 256 pixels de resolução* |
| Modelos de detonação em bolhas | | |
| Deflagração rápida do Carbono (deflagration model) | b5_3d_256 b30_3d_768 (Modelo "padrão" consistente com W7) | 5 bolhas e 256 pixels de resolução* 30 bolhas e 768 pixels de resolução*. |

[†] O modelo WS15 (modelo de deflagração lenta de Nomoto et al. (1997b); Brachwitz et al. (2000) com ignição inicial quando a densidade central é de $2,1 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$ e se propaga com 1,5% da velocidade do som e se transforma em detonação retardada (DD1, DD2 ou DD3) quando a densidade à frente da onda de deflagração decresce para os valores característicos de cada modelo de detonação retardada.

[‡] O modelo CS15 (modelo de deflagração lenta de Nomoto et al. (1997b); Brachwitz et al. (2000) com ignição inicial quando a densidade central é de $1,7 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$ e se propaga com 1,5% da velocidade do som inicialmente e se transforma em detonação retardada (DD1 ou DD2) quando a densidade à frente da onda de deflagração decresce para os valores característicos de cada modelo de detonação retardada.

* Para todos os modelos foi assumida a fração de massa inicial igual a do modelo W7, temperatura central de ignição de $\sim 10^9 \text{ K}$ e densidades para ignição entre $2,0 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$ e $2,9 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$

Tabela 2.5: Nucleossíntese produzida para SNII para várias massas progenitoras prevista por Nomoto et al. (1997a).

| Species | 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}O | 1.51E-01 | 3.55E-01 | 7.92E-01 | 1.48 | 2.99 | 9.11 | 2.14E+01 |
| ^{17}O | 6.07E-08 | 4.41E-09 | 4.01E-07 | 9.86E-09 | 7.86E-08 | 3.13E-07 | 6.64E-10 |
| ^{18}O | 9.44E-09 | 1.35E-02 | 8.67E-03 | 8.68E-03 | 6.69E-03 | 1.79E-06 | 3.80E-03 |
| ^{20}Ne | 2.25E-02 | 2.08E-02 | 1.61E-01 | 2.29E-01 | 5.94E-01 | 6.58E-01 | 2.00 |
| ^{21}Ne | 2.08E-04 | 3.93E-05 | 2.19E-03 | 3.03E-04 | 3.22E-03 | 2.36E-03 | 1.14E-02 |
| ^{22}Ne | 1.01E-04 | 1.25E-02 | 2.74E-02 | 2.93E-02 | 3.39E-02 | 5.66E-02 | 5.23E-02 |
| ^{28}Si | 6.68E-02 | 7.16E-02 | 8.69E-02 | 8.50E-02 | 1.03E-01 | 4.29E-01 | 7.55E-01 |
| ^{29}Si | 7.99E-04 | 3.25E-03 | 1.76E-03 | 9.80E-03 | 6.97E-03 | 5.43E-02 | 1.08E-01 |
| ^{30}Si | 1.87E-03 | 4.04E-03 | 3.33E-03 | 7.19E-03 | 6.81E-03 | 4.32E-02 | 1.00E-01 |
| ^{32}S | 1.46E-02 | 3.01E-02 | 3.76E-02 | 2.29E-02 | 3.84E-02 | 1.77E-01 | 2.05E-01 |
| ^{33}S | 1.19E-04 | 9.60E-05 | 1.48E-04 | 8.84E-05 | 2.20E-04 | 7.49E-04 | 1.02E-03 |
| ^{34}S | 1.83E-03 | 1.49E-03 | 1.89E-03 | 1.26E-03 | 2.77E-03 | 1.14E-02 | 1.98E-02 |
| ^{36}S | 3.04E-07 | 3.34E-07 | 8.08E-07 | 4.23E-07 | 7.51E-07 | 1.40E-05 | 2.17E-06 |
| ^{54}Fe | 2.10E-03 | 4.49E-03 | 6.04E-03 | 2.52E-03 | 4.81E-03 | 9.17E-03 | 5.81E-03 |
| ^{56}Fe | 1.50E-01 | 1.44E-01 | 7.57E-02 | 7.32E-02 | 5.24E-02 | 7.50E-02 | 7.50E-02 |
| ^{57}Fe | 4.86E-03 | 4.90E-03 | 2.17E-03 | 3.07E-03 | 1.16E-03 | 2.29E-03 | 3.83E-03 |
| ^{58}Fe | 3.93E-09 | 1.27E-08 | 1.37E-08 | 3.70E-09 | 8.34E-09 | 1.29E-08 | 4.17E-08 |
| ^{58}Ni | 5.82E-03 | 7.50E-03 | 3.08E-03 | 3.71E-03 | 1.33E-03 | 3.31E-03 | 9.25E-03 |
| ^{60}Ni | 3.72E-03 | 3.36E-03 | 8.71E-04 | 2.18E-03 | 6.67E-04 | 3.88E-04 | 1.77E-03 |
| ^{61}Ni | 1.58E-04 | 1.43E-04 | 4.77E-05 | 1.59E-04 | 2.75E-05 | 2.57E-05 | 1.55E-04 |
| ^{62}Ni | 1.05E-03 | 9.50E-04 | 2.52E-04 | 7.26E-04 | 1.70E-04 | 1.11E-04 | 1.28E-03 |
| ^{64}Ni | 2.02E-15 | 4.28E-15 | 2.93E-16 | 2.06E-15 | 6.08E-15 | 6.49E-16 | 4.33E-12 |

progenitoras usadas para calcular as médias de produções estelares a equação 2.3.1, e popular a coluna de SN II da Tabela 2.1.

O modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a) foi utilizado como um dos limites do espaço de variabilidade, discutido na seção 2.2, nós assumimos, com isso, que todos os tipos de supernovae de colapso de caroço são previstos por esse modelo (ver Seção 2.1).

As retas correspondentes aos modelos de SNe do tipo Ia representam um segundo parâmetro limitativo do espaço de variabilidades. Isto é, combinando-se a reta correspondente ao modelo de SN II considerado com uma das retas correspondentes aos modelos de SN Ia, definimos uma região teórica de variabilidades (RTV), no espaço de variabilidades, que comparamos com as determinações de abundância obtidas a partir das observações, em raio-X. Desta forma, comparando as regiões teóricas de variabilidade, limitadas pela combinação modelo de SN II com os modelos de SN Ia, podemos verificar quais modelos de SN Ia são mais consistentes com as observações.

Também incluímos produções estelares provenientes de Hypernovas (HN). Uma

das razões disso reside na hipótese de que a inclinação da IMF pode não ter sido sempre a de Salpeter (1955) no passado do universo e, possivelmente, progenitoras podem ter sido estrelas de população III (ver seção 2.1).

Acredita-se que essas estrelas, na fase final de sua evolução estelar, possam ter contribuído para o enriquecimento do ICM graças a ejeção de material através do fenômeno Hypernova (HN). Uma HN pode liberar muito mais energia que uma SN II ($E \sim E_{51} = 10^{51} \text{ ergs}$), onde E_{51} é energia típica liberada por uma supernova. Os valores de energia liberada na detonação que utilizamos estão em unidades de 10^{51} ergs . Para Hypernovae, Nomoto e colaboradores (Nomoto et al., 2006) consideraram que a energia liberada deveria ser maior que 10 vezes o valor de energia liberada por uma SN II ($E_{51} > 10$) e, em nosso trabalho, estudamos a possibilidade das HNe serem responsáveis, em parte, pelas razões de abundância observadas. Para este fim analisamos a RTV limitada pelo modelo *W7* (Nomoto et al., 1997b) e pelo modelo de HN proposto por Nomoto et al. (2006).

Os *Yields* calculados para HN tiveram a finalidade de gerar RTVs que aproximassem da ROV, populada pelas razões de abundâncias obtidas a partir dos dados empíricos da amostra selecionada de aglomerados/grupos de galáxias, objetivando verificar se esse modelo seria mais consistente ou não com as observações de raios-X (Tabela 2.6). Para isso obtemos os *Yields* de alguns elementos, escolhidos em conformidade com as informações de aglomerados que dispomos, para massas de 20 a 40 massas solares e energias liberadas entre $E_{51} = 10$ e $E_{51} = 30$, que são principais características de massas de estrelas progenitoras e de energias liberadas em detonações de HNe.

Também consideramos as produções estelares, para a metalicidade das estrelas de população III bem próxima de zero, com energia liberada equivalente a energia típica de uma SN II. A motivação para a aplicação desse procedimento foi verificar se as razões de abundâncias se aproximavam dos valores típicos de SN II obtidas usando os *Yields* extraídos de Nomoto et al. (1997a), ou seja, testar a consistência mútua entre os modelos de SNe do tipo II e HN com baixa energia ($Z = 0,02$ e $E_{51} = 1$). Os *Yields* que usamos estão registrados na Tabela 2.8.

2.4 Seleção dos *Yields* previstos para SN Ia e SN II

As produções estelares dos elementos de interesse (Fe, Si, Ni, O, Ne, S), a partir dos modelos de Nomoto et al. (1997a,b,2006), de Iwamoto et al. (1999) e de Travaglio et al. (2004) foram recalculadas, a fim de obter as novas abundâncias

Tabela 2.6: Tabela de massa sintetizada nos modelos de SNII e HNe previstos por Nomoto et al. (2006) para $Z = 0$ e $E_{51} > 10$.

| M | 20 | 25 | 30 | 40 |
|-------------------|----------|----------|----------|----------|
| E_{51} | 10 | 10 | 20 | 30 |
| $M_{r\text{cut}}$ | 1,87 | 2,74 | 3,13 | 5,43 |
| ^{16}O | 2,03E+00 | 2,38E+00 | 3,92E+00 | 6,32E+00 |
| ^{17}O | 7,13E-08 | 1,49E-06 | 3,81E-08 | 1,23E-08 |
| ^{18}O | 2,33E-08 | 3,87E-07 | 5,03E-07 | 2,93E-07 |
| ^{20}Ne | 7,49E-01 | 2,85E-01 | 5,20E-01 | 2,64E-01 |
| ^{21}Ne | 3,58E-05 | 1,22E-05 | 3,51E-05 | 1,41E-05 |
| ^{22}Ne | 5,51E-05 | 8,62E-06 | 3,52E-05 | 1,66E-05 |
| ^{28}Si | 1,03E-01 | 2,31E-01 | 2,47E-01 | 7,20E-01 |
| ^{29}Si | 2,95E-04 | 5,38E-04 | 8,85E-04 | 3,72E-03 |
| ^{30}Si | 1,13E-04 | 6,35E-05 | 1,47E-04 | 2,82E-03 |
| ^{32}S | 4,27E-02 | 9,16E-02 | 8,49E-02 | 2,59E-01 |
| ^{33}S | 1,44E-04 | 2,31E-04 | 3,02E-04 | 8,45E-04 |
| ^{34}S | 1,84E-04 | 1,26E-04 | 2,70E-04 | 2,08E-03 |
| ^{36}S | 8,33E-10 | 5,78E-11 | 1,41E-09 | 5,04E-08 |
| ^{54}Fe | 7,18E-04 | 1,79E-03 | 1,74E-03 | 3,30E-03 |
| ^{56}Fe | 8,24E-02 | 9,60E-02 | 1,59E-01 | 2,56E-01 |
| ^{57}Fe | 1,78E-03 | 1,63E-03 | 3,10E-03 | 4,24E-03 |
| ^{58}Fe | 1,28E-09 | 2,60E-09 | 9,19E-11 | 3,31E-09 |
| ^{58}Ni | 8,75E-04 | 6,72E-04 | 1,27E-03 | 1,43E-03 |
| ^{60}Ni | 2,99E-03 | 2,80E-03 | 5,49E-03 | 8,37E-03 |
| ^{61}Ni | 6,29E-05 | 4,34E-05 | 8,63E-05 | 9,87E-05 |
| ^{62}Ni | 4,19E-05 | 2,86E-05 | 5,74E-05 | 6,74E-05 |
| ^{64}Ni | 9,54E-14 | 1,56E-11 | 3,38E-12 | 2,46E-11 |

Obs: IMF (salpeter) $x=1,35$ Obs: na região de $0,07 M_{\odot} \leq M \leq 50 M_{\odot}$.

Tabela 2.7: Tabela de massa sintetizada nos modelos de SNII e HN previstos por Nomoto et al. (2006) para $Z = 0$ e $E_{51} = 1$.

| M | 13 | 15 | 18 | 20 | 25 | 30 | 40 |
|-------------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|
| E_{51} | 1 | 1 | 1 | 1 | 1 | 1 | 1 |
| M_{rmcut} | 1,57 | 1,48 | 1,65 | 1,66 | 1,92 | 2,07 | 2,89 |
| ^{16}O | 4,50E-01 | 7,73E-01 | 1,38E+00 | 2,11E+00 | 2,79E+00 | 4,81E+00 | 8,38E+00 |
| ^{17}O | 1,69E-06 | 1,57E-06 | 2,79E-07 | 6,83E-08 | 1,49E-06 | 1,88E-08 | 1,42E-09 |
| ^{18}O | 5,79E-08 | 4,89E-06 | 4,63E-06 | 2,52E-08 | 6,75E-07 | 2,06E-09 | 2,13E-07 |
| ^{20}Ne | 1,53E-02 | 3,27E-01 | 4,94E-01 | 9,12E-01 | 5,33E-01 | 8,51E-01 | 3,07E-01 |
| ^{21}Ne | 5,42E-07 | 3,76E-05 | 9,12E-05 | 4,30E-05 | 1,33E-05 | 5,51E-05 | 1,08E-05 |
| ^{22}Ne | 1,98E-07 | 1,61E-05 | 2,57E-05 | 6,92E-05 | 2,02E-05 | 8,57E-05 | 6,75E-06 |
| ^{28}Si | 8,04E-02 | 7,32E-02 | 1,16E-01 | 9,94E-02 | 3,51E-01 | 2,48E-01 | 1,02E+00 |
| ^{29}Si | 7,50E-04 | 2,39E-04 | 4,42E-04 | 1,82E-04 | 2,71E-04 | 5,88E-04 | 2,60E-03 |
| ^{30}Si | 1,42E-03 | 1,49E-04 | 3,45E-04 | 1,10E-04 | 7,54E-05 | 2,55E-04 | 4,06E-03 |
| ^{32}S | 2,37E-02 | 3,20E-02 | 4,07E-02 | 5,31E-02 | 1,85E-01 | 1,16E-01 | 3,73E-01 |
| ^{33}S | 8,98E-05 | 7,55E-05 | 1,03E-04 | 1,98E-04 | 2,74E-04 | 1,65E-04 | 8,10E-04 |
| ^{34}S | 2,79E-04 | 2,02E-04 | 2,85E-04 | 4,90E-04 | 4,24E-04 | 8,42E-05 | 1,59E-03 |
| ^{36}S | 1,48E-08 | 1,43E-09 | 5,34E-09 | 2,56E-09 | 3,41E-10 | 7,04E-10 | 3,19E-08 |
| ^{54}Fe | 7,29E-04 | 1,24E-03 | 1,40E-03 | 1,42E-03 | 3,31E-03 | 4,09E-03 | 9,30E-03 |
| ^{56}Fe | 7,00E-02 | 7,00E-02 | 7,00E-02 | 7,00E-02 | 7,00E-02 | 7,00E-02 | 7,02E-02 |
| ^{57}Fe | 9,97E-04 | 1,14E-03 | 8,78E-04 | 8,67E-04 | 4,67E-04 | 4,83E-04 | 5,01E-04 |
| ^{58}Fe | 5,67E-11 | 1,76E-10 | 8,07E-10 | 1,05E-09 | 2,31E-09 | 2,26E-10 | 1,41E-08 |
| ^{58}Ni | 3,85E-04 | 4,14E-04 | 3,83E-04 | 3,78E-04 | 2,93E-04 | 3,82E-04 | 5,74E-04 |
| ^{60}Ni | 2,12E-03 | 1,62E-03 | 1,57E-03 | 1,34E-03 | 1,48E-04 | 3,60E-06 | 4,38E-06 |
| ^{61}Ni | 3,61E-05 | 3,14E-05 | 2,12E-05 | 1,85E-05 | 5,77E-07 | 6,04E-09 | 1,32E-09 |
| ^{62}Ni | 1,94E-05 | 1,51E-05 | 1,35E-05 | 1,19E-05 | 3,88E-07 | 1,64E-09 | 5,36E-10 |
| ^{64}Ni | 3,83E-15 | 9,97E-14 | 1,09E-14 | 6,10E-14 | 3,27E-12 | 3,26E-14 | 7,71E-15 |

Obs: IMF (salpeter) $x=1,35$ Obs: na região de $0,07 M_{\odot} \leq M \leq 50 M_{\odot}$.

Tabela 2.8: Tabela de massa sintetizada nos modelos de SNII e HNe previstos por Nomoto et al. (2006) para $Z = 0,02$ e $E_{51} = 1$.

| M | 13 | 15 | 18 | 20 | 25 | 30 | 40 |
|--------------------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|
| E_{51} | 1 | 1 | 1 | 1 | 1 | 1 | 1 |
| $M_{r\text{mcut}}$ | 1,60 | 1,50 | 1,58 | 1,55 | 1,69 | 2,10 | 2,21 |
| ^{16}O | 2,18E-01 | 1,62E-01 | 7,70E-01 | 1,05E+00 | 2,35E+00 | 3,22E+00 | 7,33E+00 |
| ^{17}O | 8,68E-04 | 8,12E-04 | 8,76E-04 | 9,51E-04 | 1,34E-03 | 1,69E-03 | 9,72E-04 |
| ^{18}O | 3,50E-03 | 2,54E-03 | 1,17E-02 | 5,22E-03 | 8,43E-02 | 6,18E-03 | 1,23E-02 |
| ^{20}Ne | 3,47E-02 | 3,39E-02 | 1,49E-01 | 3,94E-01 | 8,53E-01 | 9,37E-01 | 2,21E+00 |
| ^{21}Ne | 2,25E-04 | 1,30E-04 | 2,02E-04 | 1,81E-03 | 1,59E-03 | 2,97E-03 | 4,97E-03 |
| ^{22}Ne | 4,52E-03 | 1,72E-03 | 6,63E-03 | 9,04E-03 | 1,68E-02 | 1,86E-02 | 1,09E-02 |
| ^{28}Si | 7,48E-02 | 8,38E-02 | 1,01E-01 | 6,32E-02 | 1,28E-01 | 2,40E-01 | 2,41E-01 |
| ^{29}Si | 1,49E-03 | 2,20E-03 | 6,96E-03 | 2,04E-03 | 7,06E-03 | 7,38E-03 | 9,99E-03 |
| ^{30}Si | 1,55E-03 | 2,75E-03 | 6,82E-03 | 2,44E-03 | 6,19E-03 | 1,06E-02 | 9,76E-03 |
| ^{32}S | 3,73E-02 | 3,47E-02 | 3,69E-02 | 2,81E-02 | 4,99E-02 | 1,08E-01 | 1,09E-01 |
| ^{33}S | 2,00E-04 | 2,43E-04 | 3,51E-04 | 2,26E-04 | 3,25E-04 | 4,81E-04 | 4,81E-04 |
| ^{34}S | 1,64E-03 | 1,53E-03 | 2,19E-03 | 1,70E-03 | 2,26E-03 | 3,76E-03 | 3,42E-03 |
| ^{36}S | 5,37E-06 | 2,54E-06 | 1,20E-05 | 9,19E-06 | 2,42E-05 | 5,09E-05 | 9,40E-05 |
| ^{54}Fe | 1,92E-03 | 2,46E-03 | 2,49E-03 | 2,22E-03 | 3,84E-03 | 6,87E-03 | 6,42E-03 |
| ^{56}Fe | 8,32E-02 | 8,51E-02 | 8,72E-02 | 8,87E-02 | 9,01E-02 | 9,18E-02 | 8,08E-02 |
| ^{57}Fe | 2,22E-03 | 1,99E-03 | 2,67E-03 | 2,34E-03 | 1,87E-03 | 2,82E-03 | 9,75E-04 |
| ^{58}Fe | 1,21E-04 | 1,10E-04 | 5,86E-04 | 4,96E-04 | 8,37E-04 | 2,39E-03 | 1,48E-03 |
| ^{58}Ni | 2,23E-03 | 1,14E-03 | 2,70E-03 | 1,84E-03 | 1,56E-03 | 1,55E-03 | 8,83E-04 |
| ^{60}Ni | 2,13E-03 | 1,87E-03 | 2,12E-03 | 2,49E-03 | 1,81E-03 | 6,12E-04 | 1,20E-03 |
| ^{61}Ni | 8,21E-05 | 1,24E-04 | 1,04E-04 | 1,49E-04 | 2,16E-04 | 1,10E-04 | 3,91E-04 |
| ^{62}Ni | 2,27E-04 | 1,64E-04 | 4,64E-04 | 3,86E-04 | 6,61E-04 | 2,22E-04 | 1,17E-03 |
| ^{64}Ni | 3,35E-05 | 1,72E-05 | 2,99E-05 | 1,87E-04 | 6,16E-04 | 7,11E-05 | 2,22E-03 |

Obs: IMF (salpeter) $x=1,35$ Obs: na região de $0,07 M_{\odot} \leq M \leq 50 M_{\odot}$.

adequadas para a comparação com os dados empíricos de raios-X da amostra selecionada, normalizando-as para a fotosfera solar (Anders & Grevesse, 1989).

A Tabela 2.9 mostra os resultados obtidos para a média das razões de abundância Y/X (ver Figura 2.2) do processo de normalização para a fotosfera solar, para o modelo de Nomoto et al. (1997b), no qual eram propostos os modelos $W7$, $W70$, $WDD1$, $WDD2$ e $WDD3$, como explicado em mais detalhes na Seção 2.3. O modelo de SN II (Nomoto et al. 1997a) foi registrado, também, para poder limitar o espaço de variabilidades descrito anteriormente.

Tabela 2.9: Tabela de razões de abundância médias (Y/X) de Ni/Fe , Si/Fe , Si/Ni e S/Fe , normalizada para fotosfera solar de Anders & Grevesse (1989), obtida para os modelos de SNe do tipo Ia ($W7$, $W70$, $WDDs$ e $CDDs$) a partir dos trabalhos de Nomoto et al. (1997b) e Iwamoto et al. (1999) e para o modelo de SNII (com os Yields calculados usando a equação 2.3.1) de Nomoto et al. (1997a).

| $\langle Y/X \rangle$ | Modelo | | | | | | | |
|---------------------------------|--------|-------|--------|--------|--------|--------|--------|------------------|
| | $W7$ | $W70$ | $WDD1$ | $WDD2$ | $WDD3$ | $CDD1$ | $CDD2$ | $SN II^\ddagger$ |
| $\langle Ni/Fe \rangle$ | 4,758 | 4,186 | 1,650 | 1,400 | 1,570 | — | — | 1,650 |
| $\langle Ni/Fe \rangle^\dagger$ | 4,199 | 3,233 | 1,420 | 1,853 | 2,089 | 1,351 | 1,854 | 1,650 |
| $\langle Si/Fe \rangle$ | 0,538 | 0,502 | 1,688 | 1,013 | 0,632 | — | — | 3,530 |
| $\langle Si/Ni \rangle$ | 0,113 | 0,120 | 1,023 | 0,725 | 0,402 | — | — | 2,140 |
| $\langle S/Fe \rangle$ | 0,585 | 0,591 | 1,972 | 1,200 | 0,747 | — | — | 2,290 |

[†] Iwamoto et al. (1999)

[‡] Nomoto et al. (1997a)

Nesta mesma tabela, a linha marcada com o símbolo \dagger registra os resultados das razões de abundância de Ni/Fe segundo os modelos de Iwamoto et al. (1999), para os mesmos modelos propostos por Nomoto et al. (1997b). Verificamos que o trabalho de Iwamoto et al. (1999) produz razões de abundâncias diferentes das previstas pelos modelos de Nomoto et al. (1997b). Incluímos também nesta tabela os modelos híbridos ($CDD1$ e $CDD2$) propostos por Iwamoto et al. (1999).

Na Tabela 2.10 registramos os resultados da razão de abundância média (Y/X) obtida a partir dos modelos de SNe propostos por Travaglio et al. (2004), denominados como $c3_2d_512(b)$, $c3_3d_256(b)$, $c3_3d_256(c)$, $b5_3d_256(c)$ e $b30_3d_768(c)$ (ver Seção 2.3).

As razões de abundância médias (Y/X) dos modelos de HNe encontram-se registradas na Tabela 2.11 para as energias $E_{51} = 1$ e $E_{51} > 10$, e para as metalicidades $Z = 0$ solar e $Z = 0,02$ solar.

Tabela 2.10: Tabela de razões de abundância médias (Y/X), normalizada na fotosfera solar, para as produções estelares propostas por Travaglio et al. (2004) para SNe do tipo Ia.

| $\langle Y/X \rangle$ | Modelo | | | | |
|-------------------------|--------------|--------------|--------------|--------------|---------------|
| | c3_2d_512(b) | c3_3d_256(b) | c3_3d_256(c) | b5_3d_256(c) | b30_3d_768(c) |
| $\langle Ni/Fe \rangle$ | 5,366 | 5,235 | 4,992 | 3,901 | 4,973 |
| $\langle Si/Fe \rangle$ | 0,373 | 0,394 | 0,357 | 0,811 | 0,273 |
| $\langle Si/Ni \rangle$ | 0,070 | 0,075 | 0,072 | 0,208 | 0,055 |
| $\langle S/Fe \rangle$ | 0,265 | 0,290 | 0,330 | 0,755 | 0,259 |

Tabela 2.11: Tabela de razões de abundância médias (Y/X), normalizada na fotosfera solar, para as produções estelares dos modelos para explosão de Hypernova (HN) propostos por Nomoto et al. (2006) para $Z = 0$, $Z = 0,02$, $E_{51} = 1$ e $E_{51} > 10$ de detonação.

| $\langle Y/X \rangle$ | ${}_{51}E = 1, Z = 0$ | $E_{51} = 1, Z = 0,02$ | $E_{51} > 10, Z = 0$ |
|-------------------------|-----------------------|------------------------|----------------------|
| $\langle Ni/Fe \rangle$ | 0,697 | — | 1,033 |
| $\langle Si/Fe \rangle$ | 4,308 | — | 4,851 |
| $\langle Si/Ni \rangle$ | 3,449 | — | 4,695 |
| $\langle S/Fe \rangle$ | 3,449 | — | 3,538 |
| $\langle O/Fe \rangle$ | 3,274 | 1,471 | 4,595 |
| $\langle Ne/Fe \rangle$ | 5,067 | 2,372 | 4,765 |

Nós geramos as RTVs limitadas pela combinação do modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) com os modelos *W7*, *WDD1*, *WDD2* e *WDD3* (Nomoto et al., 1997b) e com os modelos *c3_2d_512(b)*, *c3_3d_256(b)*, *c3_3d_256(c)*, *b5_3d_256(c)* e *b30_3d_768(c)* (Travaglio et al., 2004). Porém notamos que as RTVs associadas aos modelos *c3_2d_512(b)*, *c3_3d_256(b)* e *c3_3d_256(c)* (de detonação central), eram similares à RTV produzida pelo modelo *b30_3d_768(c)* (de detonação em 30 bolhas), não sendo possível distinguir os modelos de detonação central de Travaglio et al. (2004) do modelo de 30 bolhas, devido a isso, descartamos o uso das RTVs associadas à detonação central de Travaglio et al. (2004) em nossa investigação, considerando apenas os modelos de detonação por bolhas (*b5_3d_256(c)* e *b30_3d_768(c)*) por apresentarem RTVs bem diferenciadas entre si.

Nós escolhemos as razões de abundância Ni/Fe , Si/Fe , Si/Ni e S/Fe , por apresentarem maiores diferenças nos níveis de variação entre os modelos analisados, produzindo, assim, RTVs com maior poder discriminatório para os modelos de SNe.

Usando a mesma técnica, verificamos, também, a possibilidade de enriquecimento do ICM por parte de material ejetado por HN. Para tanto, comparamos as RTVs geradas pelo modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) com as RTVs produzidas pelos modelos de HNe, super-energéticas, de Nomoto et al. (2006) com $Z = 0$ e $E_{51} > 10$ (ver Tabela 2.11), tendo como limitadores das RTVs os modelos de SNe Ia, que estamos estudando, sendo, estes modelos representados nos mesmos espaços de variabilidades da análise anterior. Estendemos esta comparação para HNe com energias similares à SN II ($Z = 0$ e $E_{51} = 1$).

Em uma segunda etapa, analisamos as RTVs geradas por SN II e HNe com relação aos modelos de SNe Ia (*W7* e *W70*), para as razões de abundância de O/Fe e Ne/Fe , que são melhores discriminadores de modelos de SNe, para esta análise. Os resultados mencionados nesta seção são melhor descritos na Seção 4.

Capítulo 3

Amostra selecionada e metodologia

3.1 Seleção dos aglomerados e das regiões internas dos aglomerados

Nesta seção apresentaremos as tabelas de razões de abundância obtidas para as diferentes amostras de aglomerados de grupos de galáxias concernentes aos principais elementos utilizados na análise, a saber, Ni, Fe, Si, S, Ne e O. Em todos os cálculos o erro estatístico é de 68% (1σ) de nível de confiança. Nosso objetivo na seleção da amostra é escolher sistemas ou regiões dos sistemas que possuam a maior dispersão possível no espaço de variabilidades, tentando populá-lo ou o máximo possível.

Assumimos, na seção 1.3, que a contribuição maior para o enriquecimento das partes centrais de um aglomerado CC deve ser proveniente de material ejetado por SNe Ia e para as demais partes dos aglomerados das amostras assumimos que a maior contribuição para o enriquecimento do ICM deve ser proveniente de material ejetado por SNe II (Dupke & White, 2000). Desse modo que consideramos que as abundâncias de metais em cada aglomerado/grupo da amostra é proveniente apenas de material ejetado por SN Ia e II.

Em virtude disso, podemos dizer que ao selecionarmos os aglomerados, é útil separarmos a parte interna das partes mais externas de cada aglomerado, a fim de que pudéssemos separar as regiões dominadas por contribuições de SN Ia das regiões dominadas por contribuições de SN II, populando o máximo possível a ROV.

A partir de uma amostra de dados composta de aglomerados e grupos de galáxias, disponíveis na literatura, calculamos as razões de abundância de Si/Fe , Ni/Fe , S/Fe , O/Fe , Ne/Fe e Si/Ni do ICM. Esses dados foram comparados com os Yields previstos por diversos modelos de Supernovas, cujas progenitoras são anãs-brancas

de sistemas binários (SN Ia) ou estrelas isoladas que sofreram o colapso do caroço (SNII), a fim de identificar os modelos que melhor descrevem as observações.

Os valores de abundância do ICM de aglomerados/grupos de galáxias, que foram usados para popular a ROV, são provenientes de uma amostra de 56 aglomerados/grupos de galáxias que foram compilados da literatura. A amostragem de aglomerados foi obtida a partir dos trabalhos de Finoguenov et al. (2000), Dupke e White (2000), Dupke e Arnaud (2001), De Grandi e Molendi (2009) e Baumgartner et al. (2005). Já para a amostra de grupos de galáxias, usamos os valores de Rasmussen & Ponman (2007).

Na amostra de aglomerados de Finoguenov et al., 2000 (ver Tabelas 3.1 e 3.2), catalogamos as informações disponíveis para 11 aglomerados de galáxias do tipo CC. Para todos os aglomerados calculamos a média das abundâncias do elementos Fe, Si e S e as médias das razões de abundância de Si e O em função do Fe para as partes internas e externas do sistema conforme descreveremos na seção 3.2.1. As abundâncias referentes as partes internas, onde se espera uma dominância por SN Ia, estão registradas na Tabela 3.1 enquanto os valores associados à região mais externa, onde se espera a dominância de material de SN II, encontra-se registrada na Tabela 3.2. Nesta amostra a separação em regiões internas e externas foi baseada na distância radial (em minutos de arco) em que a medida de abundância de Ferro apresenta uma sobreabundância na região central (ver Seção 1.3). Ver, também, Tabela 4 do trabalho de Finoguenov et al., 2000).

Tabela 3.1: *Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de aglomerados de Finoguenov et al. (2000) para a região interna (supostamente regiões de predomínio de material ejetado por SNe do tipo Ia). Todos os erros são de 1σ de nível de confiança.*

| Aglomerado | $\langle Y_i \rangle$ | | | | |
|------------|-----------------------|----------------------|---------------------|-------------------------|------------------------|
| | $\langle Si \rangle$ | $\langle Fe \rangle$ | $\langle S \rangle$ | $\langle Si/Fe \rangle$ | $\langle S/Fe \rangle$ |
| MKW4 | $0,65 \pm 0,12$ | $0,58 \pm 0,09$ | $0,47 \pm 0,13$ | $1,11 \pm 0,27$ | $0,81 \pm 0,26$ |
| A496 | $0,72 \pm 0,08$ | $0,46 \pm 0,05$ | $0,35 \pm 0,05$ | $1,57 \pm 0,23$ | $0,76 \pm 0,14$ |
| A780 | $0,78 \pm 0,10$ | $0,32 \pm 0,04$ | $0,11 \pm 0,08$ | $2,39 \pm 0,42$ | $0,34 \pm 0,24$ |
| A1060 | $0,75 \pm 0,14$ | $0,40 \pm 0,07$ | $0,64 \pm 0,21$ | $1,85 \pm 0,49$ | $1,58 \pm 0,60$ |
| A1651 | $0,59 \pm 0,14$ | $0,22 \pm 0,07$ | $0,12 \pm 0,09$ | $2,67 \pm 1,01$ | $0,56 \pm 0,44$ |
| A2029 | $0,88 \pm 0,08$ | $0,43 \pm 0,06$ | — | $2,03 \pm 0,33$ | — |
| A2199 | $1,07 \pm 0,13$ | $0,44 \pm 0,06$ | $0,37 \pm 0,07$ | $2,44 \pm 0,43$ | $0,85 \pm 0,20$ |
| A2597 | $0,41 \pm 0,07$ | $0,27 \pm 0,06$ | $0,17 \pm 0,07$ | $1,50 \pm 0,42$ | $0,64 \pm 0,30$ |
| A2670 | $0,96 \pm 0,23$ | $0,20 \pm 0,06$ | — | $4,73 \pm 1,79$ | — |
| A3112 | $0,84 \pm 0,10$ | $0,44 \pm 0,07$ | $0,08 \pm 0,06$ | $1,90 \pm 0,37$ | $0,18 \pm 0,13$ |
| A4059 | $0,68 \pm 0,08$ | $0,40 \pm 0,05$ | $0,23 \pm 0,09$ | $1,69 \pm 0,30$ | $0,58 \pm 0,24$ |

Tabela 3.2: *Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de aglomerados de Finoguenov et al. (2000) para a região externa (supostamente regiões de predomínio de material ejetado por SNe do tipo II). Todos os erros são de 1σ de nível de confiança.*

| Aglomerado | $\langle Y_i \rangle$ | | | | |
|------------|-----------------------|----------------------|---------------------|-------------------------|------------------------|
| | $\langle Si \rangle$ | $\langle Fe \rangle$ | $\langle S \rangle$ | $\langle Si/Fe \rangle$ | $\langle S/Fe \rangle$ |
| MKW4 | $0,31 \pm 0,06$ | $0,12 \pm 0,03$ | $0,13 \pm 0,05$ | $2,70 \pm 0,92$ | $1,08 \pm 0,52$ |
| A496 | $0,52 \pm 0,06$ | $0,28 \pm 0,03$ | $0,19 \pm 0,05$ | $1,85 \pm 0,31$ | $0,69 \pm 0,19$ |
| A780 | $0,66 \pm 0,13$ | $0,11 \pm 0,06$ | $0,14 \pm 0,10$ | $6,25 \pm 3,59$ | $1,32 \pm 1,18$ |
| A1060 | $0,47 \pm 0,04$ | $0,26 \pm 0,02$ | $0,18 \pm 0,04$ | $1,77 \pm 0,21$ | $0,68 \pm 0,17$ |
| A1651 | $0,55 \pm 0,16$ | $0,17 \pm 0,11$ | $0,13 \pm 0,10$ | $3,20 \pm 2,19$ | $0,79 \pm 0,74$ |
| A2029 | $0,84 \pm 0,09$ | $0,17 \pm 0,04$ | — | $4,97 \pm 1,40$ | — |
| A2199 | $0,94 \pm 0,10$ | $0,28 \pm 0,03$ | $0,39 \pm 0,08$ | $3,33 \pm 0,52$ | $1,39 \pm 0,33$ |
| A2597 | $0,44 \pm 0,13$ | $0,10 \pm 0,07$ | $0,15 \pm 0,11$ | $4,42 \pm 3,39$ | $1,49 \pm 1,49$ |
| A2670 | $0,97 \pm 0,33$ | $0,22 \pm 0,09$ | — | $4,41 \pm 2,35$ | — |
| A3112 | $0,73 \pm 0,09$ | $0,15 \pm 0,06$ | $0,12 \pm 0,09$ | $4,72 \pm 2,00$ | $0,77 \pm 0,63$ |
| A4059 | $0,40 \pm 0,12$ | $0,26 \pm 0,05$ | $0,27 \pm 0,10$ | $1,51 \pm 0,55$ | $1,02 \pm 0,43$ |

Utilizamos as medidas de abundâncias de Si, Ni, Fe, S, O e Ne nas regiões internas dos aglomerados A496, A2199 e A3571 obtidas por Dupke e White (2000), nas quais espera-se uma contribuição para o enriquecimento por SN Ia, e nas regiões externas destes aglomerados, que foram compiladas a partir da investigação de Dupke (1998), onde é esperado um enriquecimento por SN II. Compilamos as abundâncias destes elementos a partir do trabalho de Dupke e Arnaud (2001), para o aglomerado de Perseus (A426), no qual investigou-se uma região interna, dominada por contribuições de SNIa, e uma região externa, predominantemente dominada por contribuições de SNII. Os respectivos valores encontram-se na Tabela 3.3.

Do trabalho de De Grandi e Molendi (2009), utilizamos uma amostra de 26 aglomerados de galáxias CC. Neste trabalho os autores utilizaram as regiões centrais dos aglomerados, caracterizando, assim, regiões com predomínio de contribuição de SNIa. Calculamos para essa amostra as razões de abundância de Si/Fe e Ni/Fe apresentadas na Tabela 3.4.

Na amostra de grupos de galáxias de Rasmussen & Ponman (2007), foi possível separar uma região interna e uma região externa. A Figura 3.1 mostra a razão de abundância de Si/Fe (eixo das ordenadas) em função de r/r_{500} (eixo das abcissas), onde r_{500} é a distância radial na qual a densidade do meio é 500 vezes a densidade crítica. As retas tracejadas representam os valores de razões de abundância esperados para os modelos teóricos de SN Ia e SN II. Essa figura mostra que a razão de abundância de Si/Fe possui valores próximos aos previstos pelos modelos de SNe do tipo Ia nas regiões centrais dos grupos de galáxias da amostra de Rasmussen

Tabela 3.3: Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de aglomerados de Dupke (1998), Dupke & White (2000) e de Dupke & Arnaud (2001) para a região interna (SNIa) e externa (SNII). Todos os erros são de 1σ de nível de confiança.

| $\langle Y_i \rangle$ | Aglomerado | | | |
|-------------------------|-----------------|-----------------|-----------------|----------------------|
| | A496 | A2199 | A3571 | Perseus [†] |
| | SNIa | | | |
| $\langle Si \rangle$ | $0,83 \pm 0,11$ | $0,59 \pm 0,12$ | $1,33 \pm 0,47$ | $0,71 \pm 0,08$ |
| $\langle Fe \rangle$ | $0,53 \pm 0,03$ | $0,49 \pm 0,03$ | $0,46 \pm 0,05$ | $0,52 \pm 0,02$ |
| $\langle Ni \rangle$ | $2,53 \pm 0,45$ | $1,80 \pm 0,53$ | $2,71 \pm 1,05$ | $1,79 \pm 0,34$ |
| $\langle S \rangle$ | $0,58 \pm 0,12$ | $0,24 \pm 0,14$ | $0,55 \pm 0,39$ | $0,32 \pm 0,10$ |
| $\langle O \rangle$ | $0,49 \pm 0,23$ | $0,65 \pm 0,12$ | — | $1,80 \pm 0,70$ |
| $\langle Ne \rangle$ | $0,89 \pm 0,26$ | $0,98 \pm 0,29$ | $1,99 \pm 1,07$ | $1,18 \pm 0,24$ |
| $\langle Si/Fe \rangle$ | $1,57 \pm 0,22$ | $1,21 \pm 0,26$ | $2,88 \pm 1,07$ | $1,36 \pm 0,17$ |
| $\langle Ni/Fe \rangle$ | $4,77 \pm 0,16$ | $3,68 \pm 0,33$ | $5,86 \pm 0,95$ | $3,44 \pm 0,13$ |
| $\langle S/Fe \rangle$ | $1,09 \pm 0,05$ | $0,49 \pm 0,18$ | $1,19 \pm 0,62$ | $1,19 \pm 0,62$ |
| $\langle O/Fe \rangle$ | $0,92 \pm 0,21$ | $1,33 \pm 0,05$ | — | $1,73 \pm 0,26$ |
| $\langle Ne/Fe \rangle$ | $1,67 \pm 0,15$ | $2,00 \pm 0,18$ | $4,30 \pm 1,29$ | $2,27 \pm 0,10$ |

| $\langle Y_i \rangle$ | Aglomerado | | | |
|-------------------------|-------------------|--------------------|--------------------|----------------------|
| | A496 [‡] | A2199 [‡] | A3571 [‡] | Perseus [†] |
| | SNII | | | |
| $\langle Si \rangle$ | $0,69 \pm 0,10$ | $0,63 \pm 0,09$ | $0,90 \pm 0,15$ | $0,42 \pm 0,25$ |
| $\langle Fe \rangle$ | $0,36 \pm 0,02$ | $0,34 \pm 0,02$ | $0,28 \pm 0,01$ | $0,25 \pm 0,03$ |
| $\langle Ni \rangle$ | $1,02 \pm 0,42$ | $1,40 \pm 0,32$ | $0,81 \pm 0,45$ | $0,75 \pm 0,45$ |
| $\langle S \rangle$ | $0,18 \pm 0,10$ | $0,22 \pm 0,10$ | $0,11 \pm 0,07$ | $0,56 \pm 0,56$ |
| $\langle O \rangle$ | $0,54 \pm 0,23$ | $0,40 \pm 0,23$ | $0,34 \pm 0,34$ | $0,48 \pm 0,29$ |
| $\langle Ne \rangle$ | $0,69 \pm 0,23$ | $0,58 \pm 0,20$ | $0,28 \pm 0,25$ | $1,01 \pm 0,61$ |
| $\langle Si/Fe \rangle$ | $1,91 \pm 0,29$ | $1,87 \pm 0,29$ | $3,20 \pm 0,56$ | $1,66 \pm 1,03$ |
| $\langle Ni/Fe \rangle$ | $2,83 \pm 0,49$ | $4,12 \pm 0,23$ | $2,89 \pm 0,88$ | $3,00 \pm 1,15$ |
| $\langle S/Fe \rangle$ | $0,51 \pm 0,14$ | $0,64 \pm 0,13$ | $0,39 \pm 0,15$ | $2,22 \pm 2,25$ |
| $\langle O/Fe \rangle$ | $1,51 \pm 0,27$ | $1,18 \pm 0,38$ | $1,22 \pm 1,19$ | $1,90 \pm 0,73$ |
| $\langle Ne/Fe \rangle$ | $1,92 \pm 0,22$ | $1,72 \pm 0,21$ | $0,99 \pm 0,80$ | $4,02 \pm 1,54$ |

[†] Dupke e Arnaud (2001)

[‡] Dupke (1998)

Tabela 3.4: *Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de aglomerados cool-core do trabalho de De Grandi e Molendi (2009) nas regiões internas (regiões de predomínio de material proveniente de SNe do tipo Ia). Todos os erros são de 1σ de nível de confiança.*

| Aglomerado | $\langle Y_i \rangle$ | | | | |
|--------------|-----------------------|----------------------|----------------------|-------------------------|-------------------------|
| | $\langle Si \rangle$ | $\langle Fe \rangle$ | $\langle Ni \rangle$ | $\langle Si/Fe \rangle$ | $\langle Ni/Fe \rangle$ |
| Perseus | $0,77 \pm 0,03$ | $0,49 \pm 0,02$ | $1,27 \pm 0,11$ | $1,57 \pm 0,18$ | $2,59 \pm 0,50$ |
| Virgo(M87) | $0,95 \pm 0,07$ | $0,41 \pm 0,02$ | — | $2,32 \pm 0,41$ | — |
| 2A 0335+096 | $0,73 \pm 0,04$ | $0,48 \pm 0,02$ | $1,03 \pm 0,06$ | $1,52 \pm 0,21$ | $2,15 \pm 0,31$ |
| Centaurus | $1,62 \pm 0,16$ | $0,94 \pm 0,03$ | $2,5 \pm 0,17$ | $1,72 \pm 0,36$ | $2,66 \pm 0,40$ |
| Abell 478 | $0,36 \pm 0,08$ | $0,43 \pm 0,02$ | $0,62 \pm 0,16$ | $0,84 \pm 0,38$ | $1,44 \pm 0,76$ |
| Abell 1795 | $0,68 \pm 0,04$ | $0,47 \pm 0,02$ | $0,89 \pm 0,11$ | $1,45 \pm 0,21$ | $1,89 \pm 0,50$ |
| Abell 2597 | $0,4 \pm 0,09$ | $0,37 \pm 0,02$ | $0,79 \pm 0,51$ | $1,08 \pm 0,50M$ | $2,14 \pm 2,77$ |
| Abell 4038 | $0,49 \pm 0,08$ | $0,42 \pm 0,03$ | $1,5 \pm 0,23$ | $1,17 \pm 0,42$ | $3,57 \pm 1,21$ |
| Abell 1060 | $0,73 \pm 0,07$ | $0,42 \pm 0,02$ | — | $1,74 \pm 0,37$ | — |
| MKW3s | $0,78 \pm 0,07$ | $0,48 \pm 0,02$ | $1,36 \pm 0,75$ | $1,63 \pm 0,32$ | $2,83 \pm 3,13$ |
| Abell 2052 | $0,77 \pm 0,03$ | $0,55 \pm 0,02$ | $1,35 \pm 0,09$ | $1,40 \pm 0,15$ | $2,45 \pm 0,37$ |
| Abell 2199 | $0,92 \pm 0,1$ | $0,45 \pm 0,02$ | $1,11 \pm 0,41$ | $2,04 \pm 0,48$ | $2,47 \pm 1,84$ |
| Abell 2029 | $0,61 \pm 0,15$ | $0,58 \pm 0,03$ | $1,66 \pm 0,86$ | $1,05 \pm 0,53$ | $2,86 \pm 2,98$ |
| Abell 3112 | $0,77 \pm 0,1$ | $0,58 \pm 0,04$ | $1,17 \pm 0,43$ | $1,33 \pm 0,39$ | $2,02 \pm 1,51$ |
| HYDRA A | $0,46 \pm 0,11$ | $0,39 \pm 0,02$ | $0,75 \pm 0,13$ | $1,18 \pm 0,58$ | $1,92 \pm 0,70$ |
| Abell 496 | $0,85 \pm 0,06$ | $0,55 \pm 0,02$ | $1,72 \pm 0,37$ | $1,55 \pm 0,25$ | $3,13 \pm 1,36$ |
| AWM7 | $1,13 \pm 0,07$ | $0,64 \pm 0,02$ | $1,24 \pm 0,30$ | $1,77 \pm 0,25$ | $1,94 \pm 0,95$ |
| ABELL 4059 | $0,78 \pm 0,03$ | $0,59 \pm 0,04$ | $1,00 \pm 0,12$ | $1,32 \pm 0,21$ | $1,69 \pm 0,47$ |
| Abell 3571 | $0,52 \pm 0,15$ | $0,48 \pm 0,03$ | $1,81 \pm 0,09$ | $1,08 \pm 0,64$ | $3,77 \pm 0,60$ |
| Abell 1650 | $0,36 \pm 0,16$ | $0,57 \pm 0,03$ | $1,11 \pm 0,62$ | $0,63 \pm 0,57$ | $1,95 \pm 2,19$ |
| Abell 1689 | $0,4 \pm 1,68$ | $0,33 \pm 0,03$ | $1,96 \pm 0,33$ | $1,21 \pm 10,18$ | $5,94 \pm 2,27$ |
| PKS 0745-191 | $0,61 \pm 0,22$ | $0,43 \pm 0,03$ | $0,49 \pm 0,22$ | $1,42 \pm 1,04$ | $1,14 \pm 1,04$ |
| Abell 262 | $0,93 \pm 0,06$ | $0,53 \pm 0,06$ | — | $1,75 \pm 0,46$ | — |
| Abell 2204 | $0,83 \pm 0,24$ | $0,53 \pm 0,03$ | $1,27 \pm 0,49$ | $1,57 \pm 0,92$ | $2,40 \pm 1,87$ |
| Abell 85 | $0,94 \pm 0,23$ | $0,55 \pm 0,02$ | $2,49 \pm 0,74$ | $1,71 \pm 0,85$ | $4,53 \pm 2,71$ |
| Abell 3558 | $0,84 \pm 0,36$ | $0,49 \pm 0,02$ | $1,68 \pm 1,15$ | $1,71 \pm 1,48$ | $3,43 \pm 4,70$ |

& Ponman (2007), e que os valores desta razão de abundância, na região externa destes grupos de galáxias, é consistente com os valores previstos por modelos de SN II.

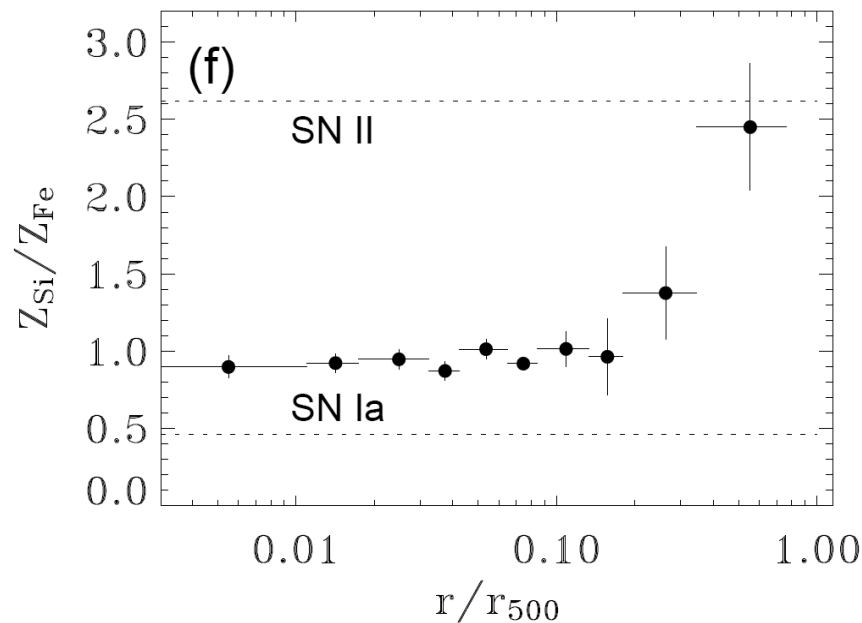


Figura 3.1: Gráfico do artigo de Rasmussen & Ponman (2007) que mostra a razão de abundância de Si/Fe por r/r_{500} , as linhas tracejadas horizontais representam os valores teóricos dos Yields de SN Ia e SN II. Neste gráfico foram representados todos os grupos da amostra de dados de Rasmussen & Ponman (2007), distribuídos dentro de $N = 20$ bins dos pontos de dados. As abundâncias estão normalizadas para fotosfera solar de Grevesse & Sauval (1998). Os erros representam o desvio padrão em cada bin dividido por \sqrt{N} .

Devido a este gradiente de Si/Fe observado na Figura 3.1, nos 15 grupos de galáxias de Rasmussen & Ponman (2007), consideramos duas regiões separadamente em cada um dos grupos de galáxias. Uma região interna, correspondentes à contribuições mais relevantes de material ejetado por SNe do tipo Ia e uma região externa, correspondentes à contribuições de SNe do tipo II. Os valores referentes à contaminação por SN Ia encontram-se na Tabela 3.5 e as contribuições de SN II na Tabela 3.6, ambas compiladas a partir da amostra de grupos de galáxias de Rasmussen & Ponman (2007).

As amostras que escolhemos para o nosso estudo, com exceção da amostra de Baumgartner et al. (2005), tiveram como critério para escolha, não só as precisões das abundâncias de elementos que pudessemos usar para popular os espaços de variabilidades (ver Seção 2.2), mas também regiões de temperatura que englobassem

Tabela 3.5: *Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de grupos do trabalho de Rasmussen & Ponman (2007) para SNIa. Todos os erros são de 1σ de nível de confiança. (Kindly provided by Rasmussem)*

| Grupo | $\langle Y_i \rangle$ | | |
|---------|-----------------------|----------------------|-------------------------|
| | $\langle Si \rangle$ | $\langle Fe \rangle$ | $\langle Si/Fe \rangle$ |
| NGC383 | $0,37 \pm 0,08$ | $0,39 \pm 0,04$ | $0,95 \pm 0,22$ |
| NGC507 | $0,56 \pm 0,07$ | $0,47 \pm 0,04$ | $1,18 \pm 0,18$ |
| NGC533 | $0,40 \pm 0,05$ | $0,30 \pm 0,03$ | $1,36 \pm 0,23$ |
| NGC741 | $0,46 \pm 0,10$ | $0,20 \pm 0,04$ | $2,32 \pm 0,71$ |
| NGC1407 | $0,78 \pm 0,12$ | $0,66 \pm 0,06$ | $1,17 \pm 0,21$ |
| NGC2300 | $0,14 \pm 0,04$ | $0,18 \pm 0,02$ | $0,76 \pm 0,25$ |
| HCG42 | $0,47 \pm 0,11$ | $0,56 \pm 0,13$ | $0,83 \pm 0,27$ |
| MKW4 | $0,43 \pm 0,05$ | $0,53 \pm 0,03$ | $0,80 \pm 0,11$ |
| NGC4125 | $0,23 \pm 0,10$ | $0,36 \pm 0,06$ | $0,63 \pm 0,30$ |
| NGC4325 | $0,40 \pm 0,04$ | $0,43 \pm 0,05$ | $0,93 \pm 0,15$ |
| HCG62 | $0,21 \pm 0,02$ | $0,24 \pm 0,01$ | $0,87 \pm 0,10$ |
| NGC5044 | $0,35 \pm 0,00$ | $0,36 \pm 0,02$ | $0,96 \pm 0,08$ |
| NGC5846 | $0,38 \pm 0,05$ | $0,20 \pm 0,02$ | $1,95 \pm 0,33$ |
| NGC6338 | $0,11 \pm 0,03$ | $0,27 \pm 0,03$ | $0,40 \pm 0,11$ |
| NGC7619 | $0,20 \pm 0,06$ | $0,24 \pm 0,03$ | $0,85 \pm 0,28$ |

Tabela 3.6: *Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para amostra de grupos do trabalho de Rasmussen & Ponman (2007) para SNI. Todos os erros são de 1σ de nível de confiança. (Kindly provided by Rasmussem)*

| Grupo | $\langle Y_i \rangle$ | | |
|---------|-----------------------|----------------------|-------------------------|
| | $\langle Si \rangle$ | $\langle Fe \rangle$ | $\langle Si/Fe \rangle$ |
| NGC383 | $0,76 \pm 0,76$ | $0,24 \pm 0,13$ | $3,23 \pm 3,66$ |
| NGC507 | $0,61 \pm 0,28$ | $0,29 \pm 0,14$ | $2,14 \pm 1,41$ |
| NGC533 | $0,26 \pm 0,12$ | $0,10 \pm 0,03$ | $2,60 \pm 1,43$ |
| NGC741 | $0,51 \pm 0,22$ | $0,03 \pm 0,02$ | $20,20 \pm 14,86$ |
| NGC1407 | $0,39 \pm 0,23$ | $0,15 \pm 0,08$ | $2,60 \pm 2,07$ |
| NGC2300 | $0,71 \pm 0,42$ | $0,25 \pm 0,12$ | $2,84 \pm 2,16$ |
| HCG42 | $0,16 \pm 0,11$ | $0,07 \pm 0,07$ | $2,29 \pm 2,77$ |
| MKW4 | $0,27 \pm 0,14$ | $0,13 \pm 0,05$ | $2,04 \pm 1,30$ |
| NGC4125 | $0,55 \pm 0,41$ | $0,17 \pm 0,12$ | $3,24 \pm 3,32$ |
| NGC4325 | $0,12 \pm 0,08$ | $0,08 \pm 0,03$ | $1,50 \pm 1,15$ |
| HCG62 | $0,56 \pm 0,50$ | $0,06 \pm 0,03$ | $10,09 \pm 10,10$ |
| NGC5044 | $0,43 \pm 0,18$ | $0,14 \pm 0,03$ | $3,07 \pm 1,44$ |
| NGC5846 | $0,46 \pm 0,20$ | $0,12 \pm 0,04$ | $3,79 \pm 2,06$ |
| NGC6338 | $0,57 \pm 0,57$ | $0,08 \pm 0,04$ | $6,71 \pm 7,25$ |
| NGC7619 | $0,16 \pm 0,12$ | $0,12 \pm 0,03$ | $1,35 \pm 1,04$ |

regiões frias e quentes dos aglomerados com a resolução espacial, grande o suficiente, que permitisse separar as regiões internas de externas dos aglomerados.

A utilização da amostragem de Baumgartner et al. (2005) teve por finalidade aumentar a robustez estatística dos nossos dados, pois, Baumgartner et al. (2005) distribuíram os aglomerados de sua amostra de acordo com a temperatura dos mesmos, separando-os em *bins* ("intervalos") de temperaturas, o qual foram chamados de *Stacks* (ou "pilhas"). Os *bins* de temperaturas são intervalos dentro dos quais os aglomerados e grupos de galáxias da amostra são distribuídos de acordo com a temperatura.

No nosso caso, redistribuímos a amostragem obtida por Baumgartner et al. (2005) de modo que os *Stacks* que possuem temperaturas menores (mais contaminados pelas regiões centrais dos grupos de galáxias e aglomerados frios) sejam enquadrados, no nosso estudo como objetos nos quais a contribuição maior para o seu enriquecimento sejam atribuídas à explosões de SNIa, enquanto os *Stacks*, que possuem energias mais elevadas, os quais reúnem aglomerados mais quentes, podem ser entendidos como correspondentes estatisticamente às regiões mais externas dos aglomerados e, portanto, a regiões dominadas por SNII.

Tal procedimento pode ser justificado, se pensarmos que em uma amostra de dados muito grande, na qual mesclamos dados de grupos de galáxias, aglomerados frios e quentes. Os *Stacks* de menor energia reunirão a maior parte dos grupos e aglomerados CC, sendo os seus dados, fortemente contaminados por fótons, provenientes de regiões mais centrais dos mesmos. Enquanto os *bins* de temperatura mais elevados conterão não só os aglomerados mais quentes, mas também os aglomerados NCC. Nestes aglomerados quentes, embora existam contribuições de diversos mecanismos de aquecimento do ICM, é plausível supor que uma parcela considerável da energia seja proveniente de explosões de SN II.

Na Tabela 3.7 nós separamos os *Stacks* de Baumgartner et al. (2005) nas amostragens que discutimos no parágrafo acima, onde registramos na primeira coluna o nome da "pilha", referentes aos *bins*, nos quais, a amostra de Baumgartner et al. (2005) foi originalmente distribuída; na segunda coluna é a temperatura do *bin* em *keV* que usamos como parâmetro para a redistribuição desta amostra; a terceira coluna, tipos de objetos, estão indicados os objetos dominantes nos novos *bins*; na quarta coluna, tipo de Supernova, informamos quais tipos de SNe possuem contaminação dominante no *bin* em questão. Os *bins* foram separados em Grupos, para temperaturas menores que $3,0 \text{ keV}$, Aglomerados Frios (CC), para temperaturas entre $3,0 \text{ keV}$ e $6,0 \text{ keV}$, e Aglomerados Quentes, para temperaturas acima de $6,0 \text{ keV}$.

Os resultados obtidos por nós, partindo desta amostra de dados e redistribuída

Tabela 3.7: *Pilhas ("Stacks") definidas por Baumgartner et al. (2005) (Coluna "Nome da Pilha"). Associados às pilhas temos intervalos ("bins") de temperatura (Coluna "Intervalo de Temperatura") que redistribuímos em grupos de galáxias, aglomerados de galáxias frios (CC) e aglomerados de galáxias quentes (coluna "Tipos de objetos"). Espera-se que em "bins" de grupos e CC haja uma contaminação considerável de material ejetado por SN Ia enquanto em "bins" associados à aglomerados quentes, é esperada uma contribuição significativa de SN II (Coluna "Tipo de Supernova").*

| <i>Nome da Pilha ("Stack")</i> | <i>Temperatura do intervalo ("bin")</i> | <i>Tipo de Objetos</i> | <i>Tipo de Supernova</i> |
|--------------------------------|---|------------------------|--------------------------|
| A | 0,5 | Grupos | SN Ia |
| B | 1,5 | | |
| C | 2,5 | | |
| D | 3,5 | Aglomerados frios | |
| E | 4,5 | | |
| F | 5,5 | | |
| G | 6,5 | Aglomerados quentes | SN II |
| H | 7,5 | | |
| I | 8,5 | | |
| J | 9,5 | | |
| K | 10,5 | | |

para os novos *bins* de temperatura, estão catalogados na Tabela 3.8.

Essas amostras foram obtidas observando-se as possibilidades técnicas de cada detector. Os detalhes técnicos dos satélites usados encontram-se melhor descritos na Tabela 3.9. Nesta tabela, extraída da base de dados HEASARC¹, mostramos as informações referentes aos satélites com os quais foram obtidos os dados de medidas de raio-X, compilados em nosso trabalho. Temos na 1^a linha o nome dos satélites utilizados para a observação. Na 2^a linha temos os instrumentos detectores instalados em cada satélite. A linha descrita como região de energia é a frequência coberta pelos detectores. Área efetiva é a eficiência de detecção de fótons perto da linha de Fe em 6.7 keV, que é a que mais nos interessa, visto que a abundância de Fe é mais fundamental para o nosso trabalho. Depois temos resolução de energia ou espectral que informa o quão bem o instrumento, instalado no satélite, resolve as linhas espectrais. Já resolução angular ou espacial caracteriza o quão eficientemente o instrumento resolve espacialmente a imagem. Por fim, o tamanho do campo de visão do detector é apresentado na última linha.

¹disponível em: <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/heasarc/missions/comparison.html>

Tabela 3.8: Abundâncias e razões de abundância (Y_i), numéricas, normalizadas para fotosfera solar de Anders & Grevesse, 1989, calculadas para **bins** de temperatura nos **Stacks** definidos por Baumgartner et al. (2005) no qual assumimos, para valores de temperatura, as regiões $T < 3,0 \text{ keV}$ (Grupos), $3,0 \text{ keV} < T < 6,0 \text{ keV}$ (Aglomerados Frios (CC)) e $T > 6,0 \text{ keV}$ (Aglomerados quentes). As regiões referentes aos grupos e aglomerados frios esperamos contaminações de material ejetado por SN Ia e na região de aglomerados quentes esperamos contribuições para o enriquecimento do ICM provenientes de SN II. Todos os erros são de 1σ de nível de confiança.

| $\langle Y_i \rangle$ | Regiões de temperatura | | |
|-------------------------|---------------------------------|---|--|
| | Grupos $T < 2,5 \text{ keV}$ | Aglomerados Frios (CC) $3,0 \text{ keV} < T < 6,0 \text{ keV}$ | Aglomerados quentes $T > 6,0 \text{ keV}$ |
| $\langle Si \rangle$ | $0,35 \pm 0,12$ | $0,64 \pm 0,21$ | $0,75 \pm 0,18$ |
| $\langle Ni \rangle$ | $0,05 \pm 0,02$ | $1,21 \pm 0,38$ | $1,36 \pm 0,32$ |
| $\langle S \rangle$ | $0,43 \pm 0,15$ | $0,19 \pm 0,07$ | $0,37 \pm 0,09$ |
| $\langle Fe \rangle$ | $0,28 \pm 0,10$ | $0,31 \pm 0,11$ | $0,20 \pm 0,05$ |
| $\langle Si/Fe \rangle$ | $1,26 \pm 0,62$ | $2,07 \pm 0,99$ | $3,80 \pm 1,35$ |
| $\langle Ni/Fe \rangle$ | $0,16 \pm 0,09$ | $3,87 \pm 1,82$ | $6,93 \pm 2,40$ |
| $\langle S/Fe \rangle$ | $1,55 \pm 0,76$ | $0,62 \pm 0,30$ | $1,90 \pm 0,65$ |

Tabela 3.9: Comparação de Observatórios de raio-X. Informações extraídas da base de dados HEASARC.

| Observatório | XMM | | Chandra | | | ASCA | |
|--------------------------------|------------|------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Detector | EPIC MOS | EPIC PN | ACIS back | ACIS front | HRC | SIS | GIS |
| Região de energia (keV) | 0,2-12 | 0,2-12 | 0,1-10 | 0,4-10 | 0,1-10 | 0,4-12 | 0,6-12 |
| Área efetiva (cm^2) | | | | | | | |
| @2,5 keV | 696 | 779 | 320 | 320 | 65 | 195 | 125 |
| @6,0 keV | 768 | 851 | 205 | 235 | 45 | 160 | 125 |
| @8,0 keV | 390 | 557 | 45 | 60 | 10 | 55 | 60 |
| Resolução de energia (eV) | | | | | | | |
| @2,5 keV | 85 | 85 | 120 | 82 | - | 135 | 300 |
| @6,0 keV | 130 | 130 | 170 | 130 | - | 240 | 460 |
| @8,0 keV | 150 | 150 | 190 | 150 | - | 265 | 540 |
| Resolução angular (FWHM) | $\sim 6''$ | $\sim 6''$ | $1''$ | $1''$ | $< 0,5''$ | $1'$ | $1'$ |
| Campo de visão | $30'$ | $30'$ | $17' \times 17'$ | $17' \times 17'$ | $31' \times 31'$ | $22' \times 22'$ | $20' \times 20'$ |

3.2 Erros

3.2.1 Simetrizações dos erros

Considerando que a maior parte dos valores, utilizados por nós, continha erros estatísticos assimétricos, com nível de confiança de 1σ , e com a finalidade de simplificar os cálculos, nós simetizamos os erros. Note que apesar de isso não ser matematicamente formal, as diferenças são desprezíveis para nossas conclusões.

Essa simetrização dos erros foi calculada de forma separada, dependendo da amostra. Isso deve ao fato que cada amostra que selecionamos possui diferentes notações.

A forma de simetrizar os erros mais geral que usamos é dada por

$$f_{sim} = \frac{\delta f_{assim+} + \delta f_{assim-}}{2} ; \quad (3.2.1)$$

$$\delta f_{sim\pm} = \frac{\delta f_{assim+} - \delta f_{assim-}}{2} , \quad (3.2.2)$$

Onde: f_{sim} e $\delta f_{sim\pm}$ são, respectivamente, a abundância numérica de um determinado elemento e seu erro, já simetrizados; δf_{assim+} e δf_{assim-} são, respectivamente, os erros superior e inferior, assimétricos, da medida de abundância numérica do mesmo elemento.

No nosso caso, calculamos a simetrização substituindo δf_{assim+} e δf_{assim-} pelos erros simétricos para as abundâncias de Ferro (Fe), Sílicio (Si), Enxofre (S), Níquel (Ni), Neônio (Ne) e Oxigênio (O), usando o conjunto de equações de simetrização 3.2.1 e 3.2.2 para a nossa amostragem de dados (ver seção 3.1), compensando as diferentes notações de cada amostra de dados.

É importante salientar que as abundâncias mencionadas acima, são numéricas, obtidas do código XSPEC (Arnaud et al., 1994), onde o valor (A_{sim}) é dado normalizado no valor solar (no nosso caso de Anders & Grevesse (1989)), em função da abundância numérica do Hidrogênio, conforme a expressão

$$A_{sim} = \frac{\left[\frac{\#A}{\#H} \right]_{cl}}{\left[\frac{\#A}{\#H} \right]_{\odot}} \quad (3.2.3)$$

Onde: $\#A$ é a abundância numérica do elemento, em questão, e $\#H$ é a abundância numérica do Hidrogênio. Os sub-índices cl e \odot são respectivamente a abundância numérica medida no aglomerado e a abundância numérica medida no sol, ambas em função do Hidrogênio.

3.2.2 Cálculo das razões de abundância

Com a finalidade de calcularmos as razões de abundância de Si/Fe , Ni/Fe , Si/Ni , S/Fe , Ne/Fe e O/Fe , Definimos a razão de abundância genérica r_i que é dada por

$$r_i = \frac{A_{sim}}{B_{sim}} = \frac{\#A_{cl}}{\#A_{\odot}} \cdot \frac{\#B_{\odot}}{\#B_{cl}} = \frac{\#A_{cl}/\#B_{cl}}{\#A_{\odot}/\#B_{\odot}}, \quad (3.2.4)$$

Onde: A e B representam as abundâncias dos elementos que foram usados no cálculo da razão de abundância.

Essa razão de abundância genérica é válida para os casos em que tivemos resolução espacial suficientemente grande para separarmos os valores abundância medidos nos aglomerados/grupo de nossa amostra, associados à *bins* radiais, em regiões internas e externas. Cada valor de r_i é a razão de abundância de cada um desses *bins* radiais e o índice i representa o *bin* radial onde foi calculada essa razão de abundância.

Na maioria das amostras separamos em regiões internas, onde a contaminação de material ejetado pode ser proveniente de SNe do tipo Ia, e regiões externas dominadas por material ejetado por SN II, porém para os aglomerados CC de De Grandi e Molendi (2009), onde os autores usaram apenas as regiões centrais dos aglomerados, são dominadas por materiais ejetados por SNe do tipo Ia. Uma exceção a esta regra, que foi considerada em nosso estudo, provém das amostragens de Baumgartner et al. (2005), na qual separamos em três agrupamentos distintos definidos por intervalos de temperatura, conforme descrito na seção 3.1, Tabela 3.7, desses agrupamentos dois são dominados por SN Ia e um dominado por SN II.

Quando a região desejada é medida agrupando-se valores de vários *bins* espaciais (que é o caso da maior parte de nossas amostras, com exceção da amostra de Baumgartner et al. (2005)) usamos a seguinte técnica:

Inicialmente calculamos a razão de abundância r_i de um determinado *bin* radial da amostra, e seu respectivo erro estatístico (δr_i), propagado, usando:

$$r_i = \frac{A_{sim}}{B_{sim}} \quad ; \quad (3.2.5)$$

$$\delta r_i = \pm r_i \sqrt{\left[\left(\frac{\delta A_{sim\pm}}{A_{sim}} \right)^2 + \left(\frac{\delta B_{sim\pm}}{B_{sim}} \right)^2 \right]}, \quad (3.2.6)$$

Mas, como é desejável dividir cada aglomerado da amostra em somente uma região interna e uma externa (nos casos em que isto é possível de executar), recalculamos as razões de abundância dos diferentes *bins* redistribuindo-os em *bins*

referentes à uma região interna (*bins internos*) e *bins* relacionados à uma região externa (*bins externos*), de cada aglomerado/grupo.

Calculamos a média destes *bins*, ponderada pelos erros dentro de cada região interna e externa da amostragem. Para isso, usamos as seguintes expressões:

$$\langle \bar{r} \rangle = \frac{\sum_{i=0}^n \frac{r_i}{(\delta r_i)^2}}{\sum_{i=0}^n \frac{1}{(\delta r_i)^2}} \quad ; \quad (3.2.7)$$

$$\langle \delta \bar{r} \rangle = \sqrt{\frac{1}{\sum_{i=0}^n \frac{1}{(\delta r_i)^2}}} \quad , \quad (3.2.8)$$

Onde: $\langle \bar{r} \rangle$ é a média da razão de abundância genérica r_i ponderada no erro e $\langle \delta \bar{r} \rangle$ é seu respectivo erro, em cada região. Este resultado, ao final do processo, foi catalogado nas Tabelas 3.1, 3.2, 3.5 e 3.6. No caso da amostra de Baumgartner et al., 2005 (Tabela 3.8), o cálculo, usando o sistema de equações 3.2.7 e 3.2.8, foi feito para cada uma das três regiões, limitadas pela temperaturas, conforme explicado na Seção 3.1.

Não foi necessário executar este último passo (aplicar as equações 3.2.7 3.2.8) para a amostra de Dupke (1998), Dupke & White (2000) e de Dupke & Arnaud (2001), pois esta amostragem de aglomerados de galáxias já possuía a separação em regiões internas e externas dos aglomerados.

Capítulo 4

Resultados

4.1 Comparação entre as razões de abundâncias medidas nos aglomerados e os *Yields*

Nesta seção mostraremos os gráficos dos espaços de variabilidades, conforme foi descrito na Seção 2.2. Em cada espaço de variabilidade mostraremos as razões de abundância, obtidas de observações em raio-X do ICM, que foram compiladas a partir da amostra de dados usada neste trabalho (ver Seção 3.1 para mais detalhes) onde, compararemos estes resultados com as razões de abundâncias previstas nos modelos de SNe e HNe disponíveis na literatura (ver Seção 2.4).

Em todos os gráficos os pontos, que populam estes espaços representam as medidas de abundâncias obtidas a partir da observação (ROV). As RTVs associadas a cada modelo de SN Ia foram definidas a partir das retas representativas destes modelos e as retas que representam um modelo de SN II ou HN (SN II/HN), geradas a partir dos *Yields* compilados na seção 2.4. Essas retas foram representadas em cada espaço de variabilidade, gerando para cada RTV, limitada por um modelo de SN Ia e um modelo de SN II/HN, uma região, neste espaço, que representa todos os possíveis valores de abundância que deveriam ser previstos pelo modelo de SN Ia investigado em detrimento ao modelo de SN II/HN. A maior ou menor consistência do modelo de SN Ia em relação ao modelo de SN II/HN é determinada comparando-se a RTV com a ROV e verificando quanto da ROV esta contido pela RTV (ver mais detalhes sobre RTV na Seção 2.2). Logo modelos com RTVs associadas que contenham melhor a ROV, apresentam consistência maior com as observações que modelos com RTV menores.

Com a finalidade de verificar a possibilidade de haver o enriquecimento do ICM

por HN, nós apresentamos nas Figuras 4.1 e 4.2 os espaços de variabilidades de $Ne \times Fe$ e $O \times Fe$, respectivamente, onde comparamos os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com os modelos de SNe do tipo II (Nomoto et al., 1997a) e de SNe do tipo Ia (Nomoto et al., 1997b), cada um destes representado por uma reta nesses gráficos. Usamos os dados de abundâncias e razões de abundâncias da amostra de Dupke et al. (1998, 2000 e 2001) para as regiões internas e externas de 4 aglomerados (A496, A2199, A351 e Perseus).

A reta preta representa o modelo convencional de SN Ia (*W7*) de Nomoto et al. (1997b), na reta em magenta temos a representação do modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), nas retas em laranja temos os modelos de HN de Nomoto et al. (2006), onde a linha sólida representa o modelo em que $E_{51} > 10$ e $Z = 0$ (Hypernovae de alta energia ou hiper-energética) e a linha tracejada representa o modelo com $E_{51} = 1$ e $Z = 0,02$ (Modelo de Hypernovae de baixa energia ou de energia similar a liberada por uma SN II).

Essas retas representativas de cada modelo definem as RTVs de nosso interesse no espaço de variabilidades. Para essa análise nós limitamos as regiões entre os modelos *W7* a SN II, *W7* a HN com a finalidade de verificar a consistência desses modelos em relação ao modelo padrão de SN Ia. Observemos que, no gráfico de $Ne \times Fe$ (Figura 4.1), a reta que representa o modelo *W7* está sobreposta ao eixo horizontal. Isso ocorre, pois a abundância de Ne prevista por este modelo é próxima de zero.

Os símbolos com triângulos cheios representam medidas de abundância de regiões centrais dos aglomerados, com suposto predomínio de SN Ia. Os círculos cheios representam medidas de abundância da regiões externas dos aglomerados, onde devem predominar contribuições de SN II.

O modelo HN ($E_{51} = 1$, $Z = 0,02$) foi utilizado com a finalidade de verificar a sua consistência com o modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a). Uma estrela progenitora de HN pouco energética, possivelmente, é uma estrela de população III que possui metalicidade igual a zero ($Z = 0$) e libera a mesma energia na detonação. Logo é de se esperar que a produção de elementos deveria se aproximar dos resultados previstos em modelos de SN II, e portanto que suas retas representativas no espaço de variabilidades deveriam se aproximar uma da outra. Essa hipótese pode ser confirmada observando a linha tracejada laranja e a linha cheia em magenta mostradas na figura em questão. Escolhemos para gerar essa limitação nas RTVs os modelos de HN com $E_{51} = 1$ e com $E_{51} > 10$, ambos com $Z = 0$, ou seja, escolhemos dois modelos de HN de tal forma que uma estrela de população III ($Z = 0$), progenitora de HN, possa liberar, em sua detonação, energias típicas de SNII ($E_{51} = 1$) ou energia de HN ($E_{51} > 10$).

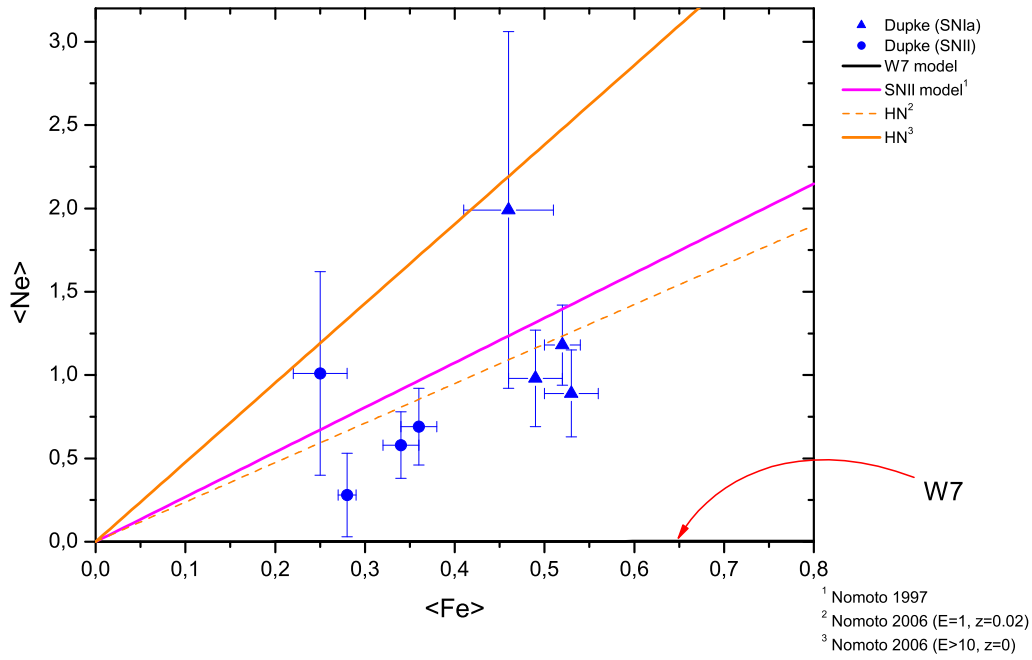


Figura 4.1: Gráfico de abundância de $Ne \times Fe$. As retas representam: modelo de SN II (Linha sólida em magenta) de Nomoto et al. (1997a), modelos de Hipernovae hiper-energéticas (Linha sólida), com $E_{51} > 10$ e $Z = 0$, de Hipernovae de baixa energia (Linha tracejada), com $E_{51} = 1$, $Z = 0,02$, de Nomoto et al. (2006), ambas em cor laranja. Estes modelos formam RTVs que são limitadas pelo modelo de SN Ia de deflagração rápida (W7) de Nomoto et al. (1997b). A reta que representa este modelo está indicada pela seta em vermelho.

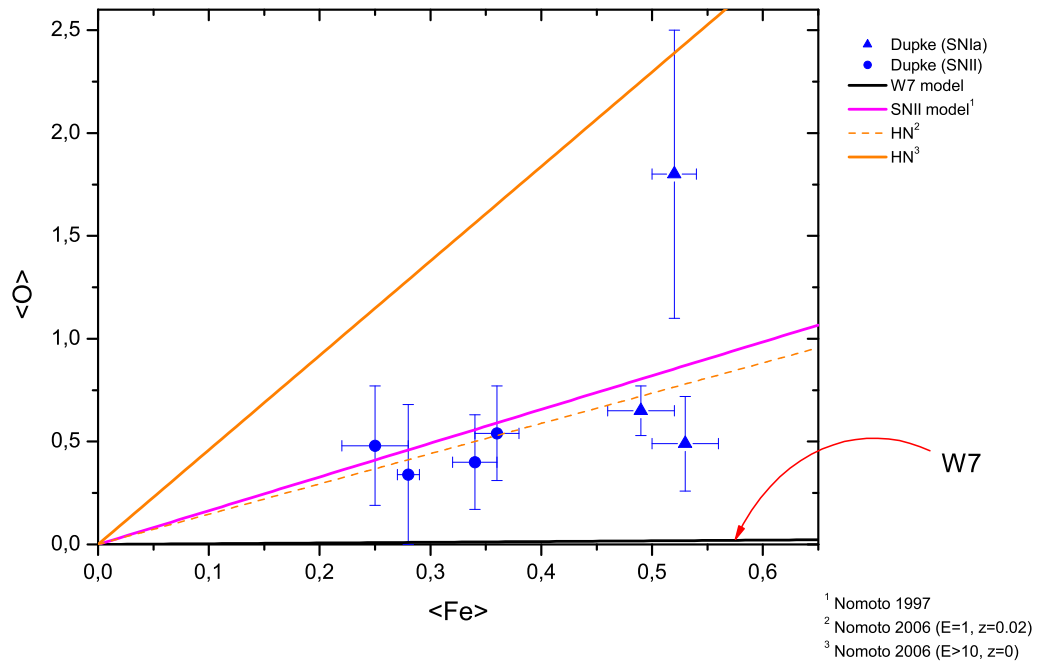


Figura 4.2: Gráfico de abundância de $O \times Fe$. As retas representam: modelo de SN II (Linha sólida em magenta) de Nomoto et al. (1997a), modelos de Hipernovae hiper-energéticas (Linha sólida), com $E_{51} > 10$ e $Z = 0$, de Hipernovae de baixa energia (Linha tracejada), com $E_{51} = 1$, $Z = 0,02$, de Nomoto et al. (2006), ambas em cor laranja. Estes modelos formam RTVs que são limitadas pelo modelo de SN Ia de deflagração rápida (W7) de Nomoto et al. (1997b). A reta que representa este modelo está indicada pela seta em vermelho.

Para os gráficos de $Ni \times Fe$ (Figuras 4.3, 4.7 e 4.8) nós usamos a amostra de dados composta pelos aglomerados catalogados por De Grandi & Molendi (2009), para contribuições de SN Ia (triângulos cheios verdes); os dados obtidos por Dupke (1998), Dupke & White (2000) e Dupke & Arnaud (2001), para contribuições de SN Ia (triângulos cheios azuis) e SN II (círculos cheios azuis); e a amostragem de aglomerados, usando *stacks* de *bins* de temperatura¹ de Baumgartner et al. (2005).

Nos gráficos de $Si \times Fe$ (Figuras 4.4 e 4.9), usamos os mesmos aglomerados/grupos que mostramos nos gráficos de $Ni \times Fe$, com as mesmas legendas. Acrescentamos as amostras de aglomerados de Galáxias obtidos do trabalho de Finoguenov et al. (2000) para partes internas, onde espera-se contribuições de SN Ia (triângulos cheios pretos) e para partes externas dominadas de material ejetado por SN II (círculos cheios pretos); e as amostras de grupos de galáxias de Rasmussem & Ponman (2007) para as partes internas dominadas de material enriquecido por SN Ia (triângulos cheios vermelhos) e para as partes externas dominadas por material proveniente de SN II (círculos cheios vermelhos).

Usamos amostragem e legendas similares aos gráficos de $Ni \times Fe$ nas figuras 4.5 e 4.9, onde mostramos os gráficos de $Si \times Ni$. Já para os gráficos de $S \times Fe$ (Figuras 4.6 e 4.11), nós usamos as amostras de dados de Finoguenov et al. (2000), para aglomerados com maior contribuição para o enriquecimento do ICM por SN Ia (triângulos cheios pretos) e por SN II (círculos cheios pretos), a amostragem sobre os *stacks* em *bins* de temperatura de Baumgartner et al. (2005), para SN Ia (quadrados vazios com um X no centro em verde-oliva) e para SN II (círculos vazios com um ponto no centro em verde-oliva).

Nós representamos nas Figuras 4.3, 4.4, 4.5 e 4.6, respectivamente os gráficos de $Ni \times Fe$, $Si \times Fe$, $Si \times Ni$ e $S \times Fe$, as retas representativas dos comportamentos dos modelos de deflagração rápida ou *W7* (linha sólida preta), de deflagração rápida modificada ou *W70* (linha tracejada preta) e de detonação retardada (retas de cor amarelo-escuras): *WDD1* (linha sólida), *WDD2* (linha tracejada) e *WDD3* (linha pontilhada) obtidos do trabalho de Nomoto et al. (1997b), incluímos também o modelo de SN II (linha sólida de cor magenta) de Nomoto et al. (1997a) e de HN (linhas sólida e tracejada de cor laranja) de Nomoto et al. (2006), onde, para a linha sólida laranja consideramos o modelo de HN com $E_{51} = 1$ e a linha tracejada laranja representa o modelo de HN com $E_{51} > 10$, ambos com $Z = 0$.

Comparamos as razões de abundância de $Ni \times Fe$ (ver Figura 4.7) medidas nos aglomerados da nossa amostra com os modelos propostos por Iwamoto et al. (1999), o modelo de SNII de Nomoto et al. (1997a) e os modelos de HN de Nomoto

¹Ver Tabela 3.8

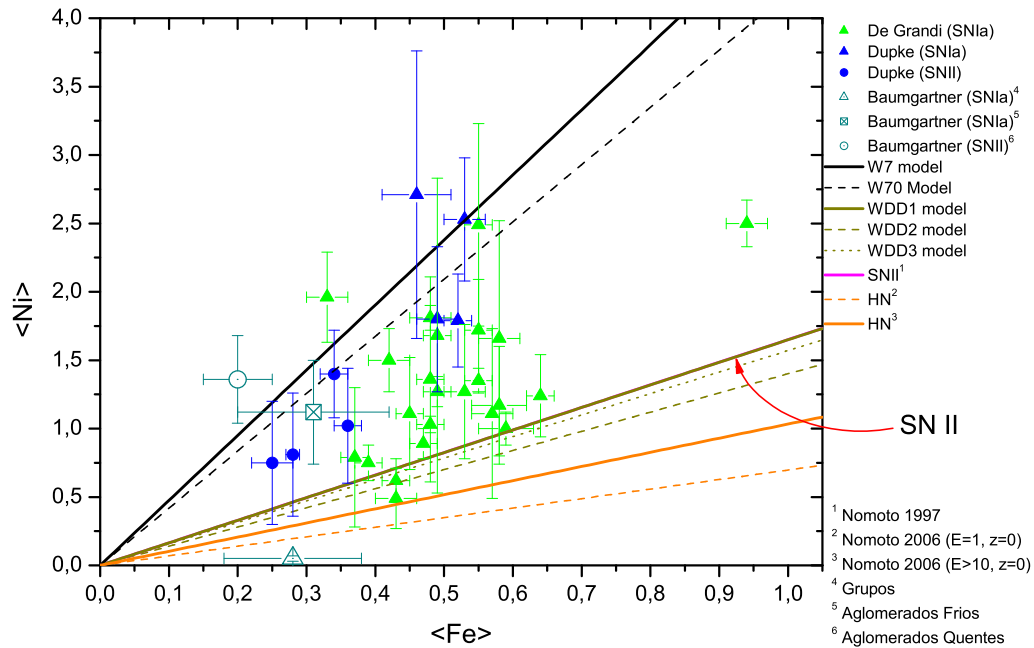


Figura 4.3: Gráfico de abundância de $Ni \times Fe$ dos Yields de Nomoto et al. (1997b). Modelos W7 e W70 , respectivamente linha sólida e tracejada (preta); Modelos WDD1, WDD2 e WDD3, respectivamente linha sólida, tracejada e pontilhada (amarelo-escuro); Modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), linha sólida magenta (indicado pela seta vermelha) e; Modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (Ambos com $Z = 0$), respectivamente linha sólida e tracejada (laranja).

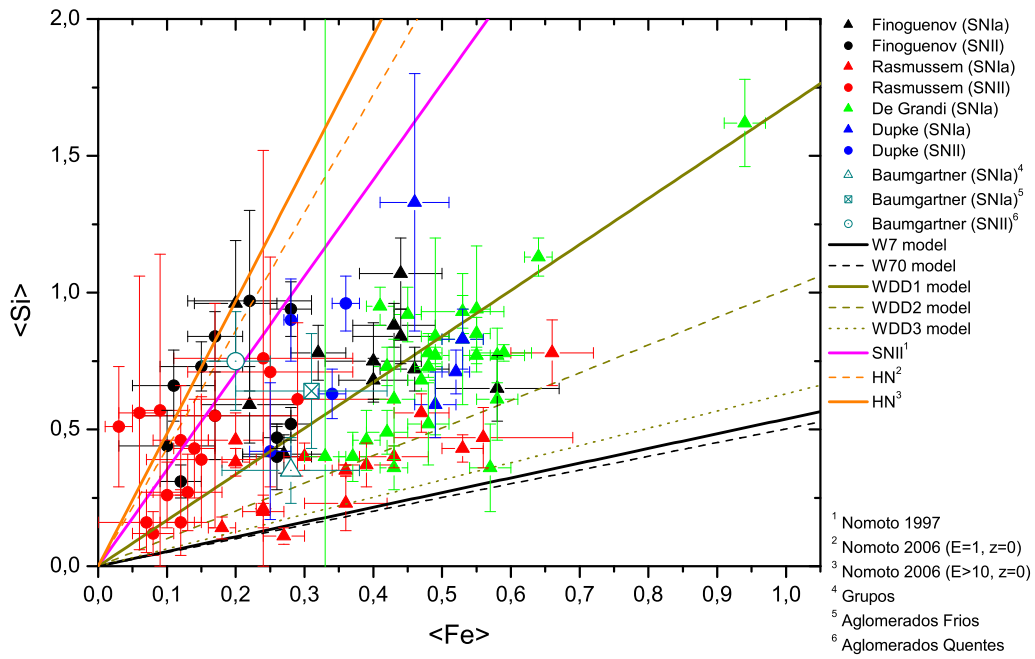


Figura 4.4: Gráfico de abundância de $Si \times Fe$ dos Yields de Nomoto et al. (1997b). Modelos W7 e W70, respectivamente linha sólida e tracejada (preta); Modelos WDD1, WDD2 e WDD3, respectivamente linha sólida, tracejada e pontilhada (amarelo-escuro); Modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), linha sólida magenta e; Modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (Ambos com $Z = 0$), respectivamente linha sólida e tracejada (laranja).

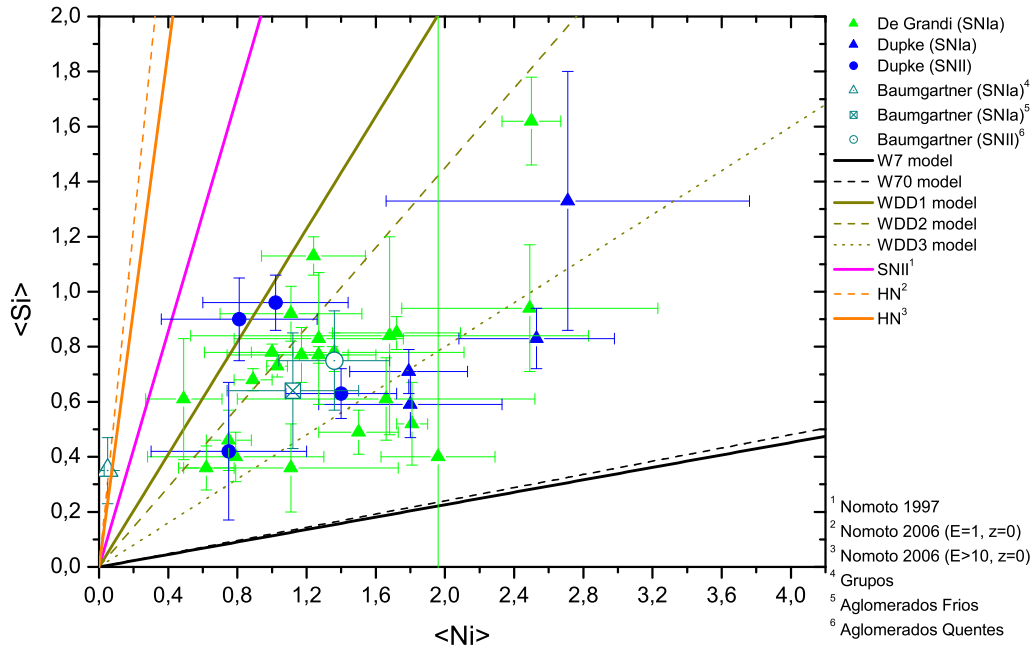


Figura 4.5: Gráfico de abundância de $Si \times Ni$ dos Yields de Nomoto et al. (1997b). Modelos W7 e W70, respectivamente linha sólida e tracejada (preta); Modelos WDD1, WDD2 e WDD3, respectivamente linha sólida, tracejada e pontilhada (amarelo-escuro); Modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), linha sólida magenta e; Modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (Ambos com $Z = 0$), respectivamente linha sólida e tracejada (laranja).

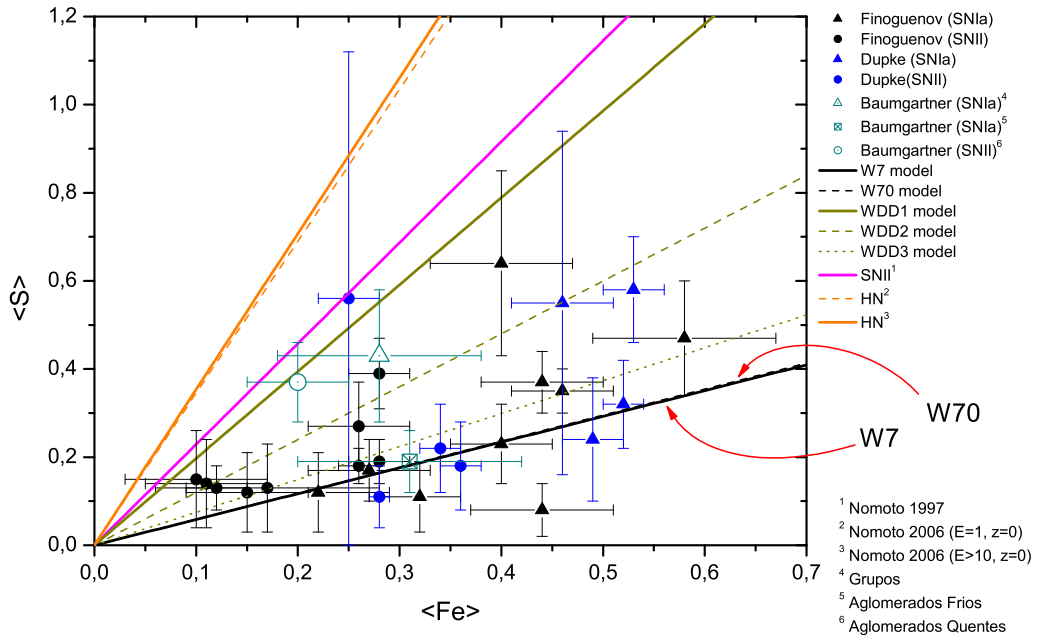


Figura 4.6: Gráfico de abundância de $S \times Fe$ dos Yields de Nomoto et al. (1997b). Modelos W7 e W70, respectivamente linha sólida e tracejada (preta), as setas vermelhas indicam estes modelos; Modelos WDD1, WDD2 e WDD3, respectivamente linha sólida, tracejada e pontilhada (amarelo-escuro); Modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a), linha sólida magenta e; Modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) com $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (Ambos com $Z = 0$), respectivamente linha sólida e tracejada (laranja).

et al. (2006), onde usamos a mesma representação de cores e tipos de retas da Figura 4.3. Também, representamos os modelos *CDD1* (linha sólida) e *CDD2* (linha tracejada)², ambas em cor cinza escura. Para fins de verificar a consistência do modelo convencional de SN Ia com as medidas de abundância, usamos o modelo *W7* de Nomoto et al. (1997b), com a mesma representação de cor e tipo de linha que nos demais gráficos.

Os modelos de Travaglio et al. (2004) são mostrados nas Figuras 4.8, 4.9, 4.10 e 4.11, respectivamente $Ni \times Fe$, $Si \times Fe$, $Si \times Ni$ e $S \times Fe$. As RTVs, no espaço de variabilidades, foram limitadas da mesma forma que fizemos com os modelos usados nas Figuras 4.3, 4.4, 4.5 e 4.6.

Comparamos as RTVs geradas pelos modelos do trabalho de Travaglio et al. (2004) com a RTV produzida pelo modelo *W7* (linha sólida preta) de Nomoto et al. (1997b), ambas em relação ao modelo de SN II (linha sólida em magenta) de Nomoto et al. (1997a). Os modelos de Travaglio et al. (2004) foram separados, para simplificação, como modelos de detonação central (*c3_2d_512* e *c3_3d_256*), conhecido como modelos simétricos, e modelos de detonação por bolhas (*b5_3d_256(c)* e *b30_3d_768(c)*), caracterizados por serem modelos de detonação assimétricos.

Notamos que as RTVs geradas pelos modelos de detonação central de Travaglio et al. (2004) eram similares à RTV produzida pelo modelo de 30 bolhas de Travaglio et al. (2004), devido a isso, desconsideramos os modelos de detonação central, representando apenas o modelos de 30 bolhas (*b30_3d_768(c)*), porém constatamos que a RTV gerada pelo modelo de 5 bolhas (*b5_3d_256(c)*) se destacava muito das demais do trabalho de Travaglio et al. (2004), em todos os espaços de variabilidades. Estas observações permitiram simplificar os gráficos, considerando apenas os modelos de SN Ia de 30 bolhas, 5 bolhas de Travaglio et al. (2004) e o modelo *W7* de Nomoto et al. (1997b) com relação ao modelo SN II de Nomoto et al. (1997a) gerando, com isso, RTVs que pudessem discriminar de forma mais eficiente cada um dos modelos, em todos os espaços de variabilidades.

A letra (c), indicada nos modelos de detonação por bolhas, referem-se aos cálculos de *Yields* feitos de forma permitirem a nucleossíntese para os marcadores de partículas que atingem as condições NSE (ver nota † da Tabela 2.3) somente a partir de 90% da temperatura de pico (Travaglio et al., 2004). Nós representamos o modelo de 5 bolhas (*b5_3d_256(c)*) pela linha sólida e o modelo de 30 bolhas (*b30_3d_768(c)*) pela linha tracejada, ambas vermelhas.

²ver Seção 2.3

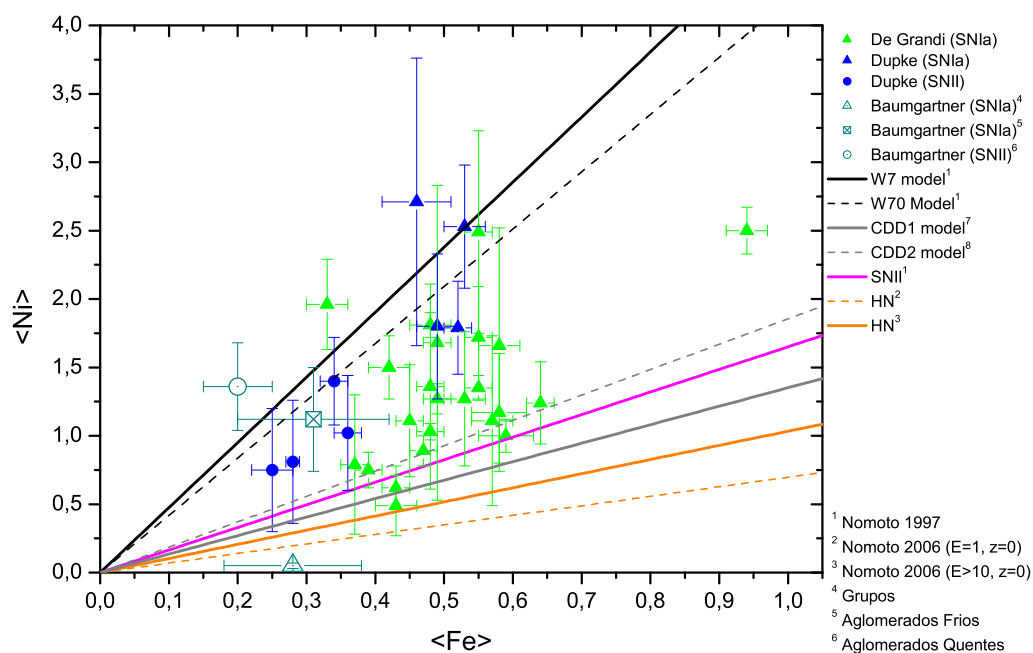


Figura 4.7: Gráficos de razões de abundância de $Ni \times Fe$ comparando com os Yields propostos por Iwamoto et al. (1999). As linhas sólida e tracejada, pretas, representam, respectivamente os modelos W7 e W70 de Nomoto et al. (1997b); As linhas sólida e tracejada, cinza-escuras, representam, respectivamente, os modelos CDD1 e CDD2 de Iwamoto et al. (1999); A linha sólida em magenta representa o modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe de Nomoto et al. (2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$).

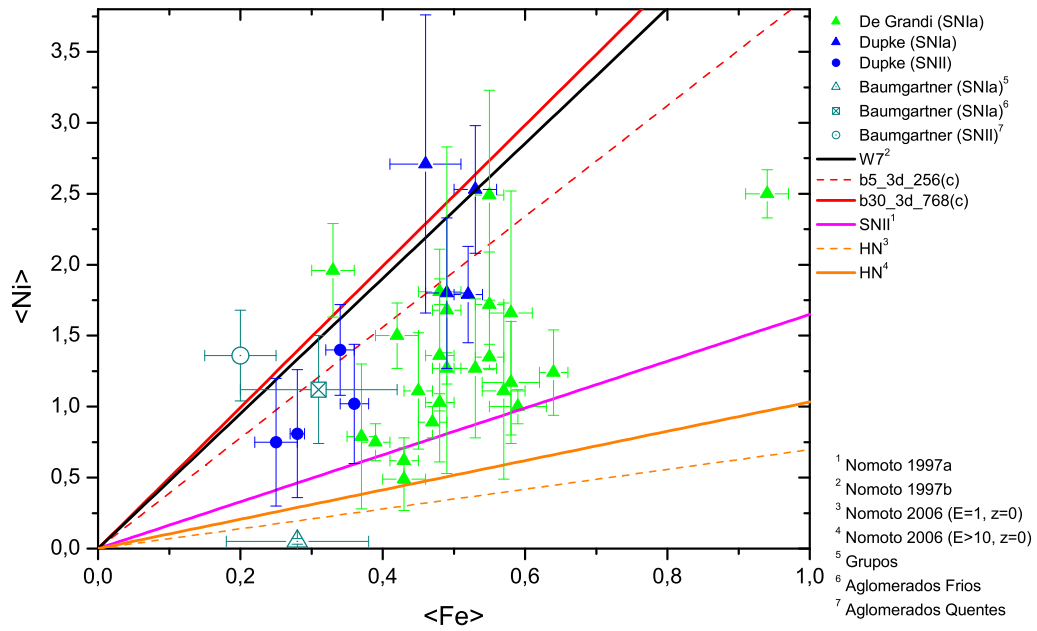


Figura 4.8: Gráficos de razões de abundância de $Ni \times Fe$ comparando com os Yields propostos por Travaglio et al. (2004). Linha sólida preta, modelo W7 (Nomoto et al., 1997b); As linhas sólida e tracejada, vermelhas, representam, respectivamente, os modelos de Travaglio et al. (2004), de 30 bolhas e de 5 bolhas (ver no texto); Linha sólida magenta, modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$).

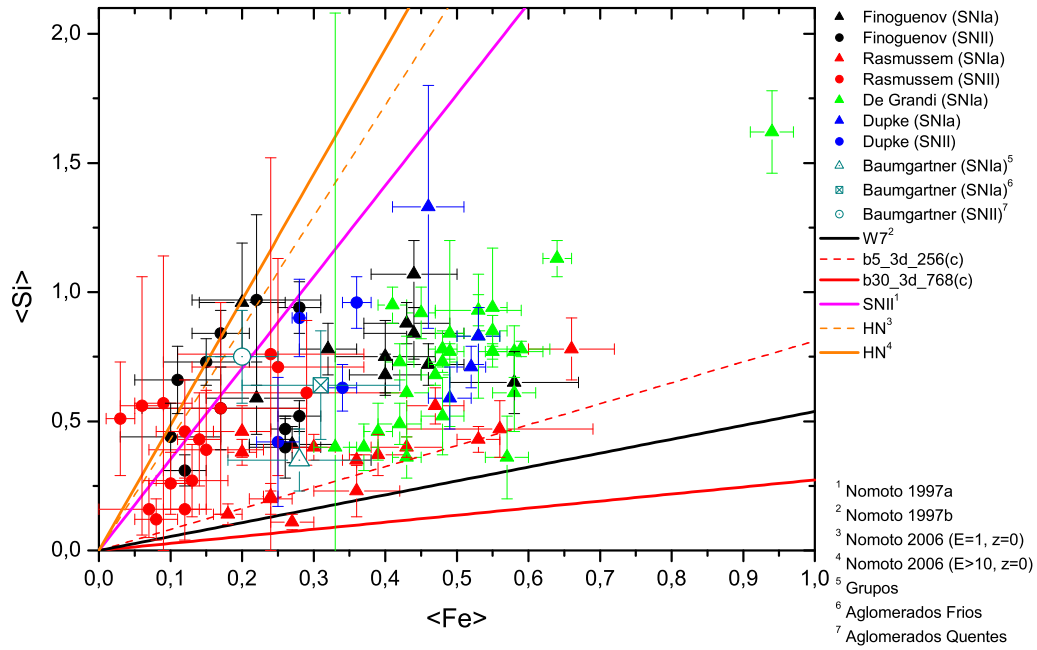


Figura 4.9: Gráficos de razões de abundância de $Si \times Fe$ comparando com os Yields propostos por Travaglio et al. (2004). Linha sólida preta, modelo W7 (Nomoto et al., 1997b); As linhas sólida e tracejada, vermelhas, representam, respectivamente, os modelos de Travaglio et al. (2004), de 30 bolhas e de 5 bolhas (ver no texto); Linha sólida magenta, modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$).

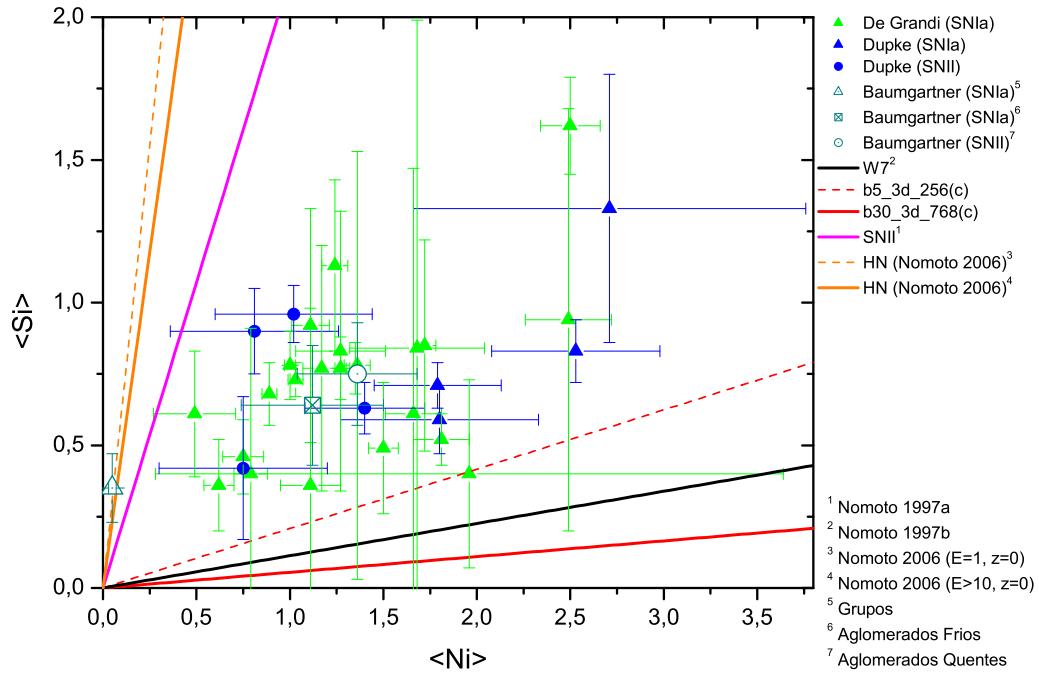


Figura 4.10: Gráficos de razões de abundância de $Si \times Ni$ comparando com os Yields propostos por Travaglio et al. (2004). Linha sólida preta, modelo W7 (Nomoto et al., 1997b); As linhas sólida e tracejada, vermelhas, representam, respectivamente, os modelos de Travaglio et al. (2004), de 30 bolhas e de 5 bolhas (ver no texto); Linha sólida magenta, modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$).

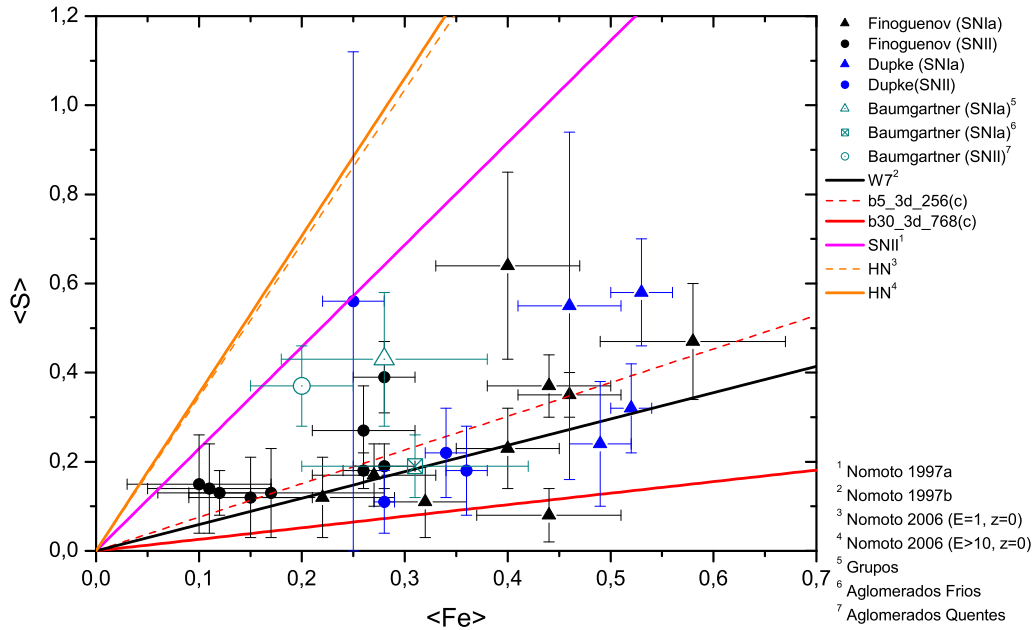


Figura 4.11: Gráficos de razões de abundância de $S \times Fe$ comparando com os Yields propostos por Travaglio et al. (2004). Linha sólida preta, modelo W7 (Nomoto et al., 1997b); As linhas sólida e tracejada, vermelhas, representam, respectivamente, os modelos de Travaglio et al. (2004), de 30 bolhas e de 5 bolhas (ver no texto); Linha sólida magenta, modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a) e; As linhas sólida e tracejada, laranjas representam, respectivamente, os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006) para $E_{51} > 10$ e $E_{51} = 1$ (ambos com $Z = 0$).

Capítulo 5

Análise e impacto dos resultados

5.1 A determinação dos mecanismos de enriquecimento do ICM

Neste capítulo analisaremos os resultados apresentados no capítulo 4, verificando o impacto que esta análise produz na identificação dos mecanismos mais prováveis pelo enriquecimento do ICM.

5.1.1 Partes internas dos aglomerados/grupos de galáxias - SN Ia

Nesta seção discutiremos a relação entre as partes internas dos aglomerados de galáxias e os metais ejetados por SNe do tipo Ia, analisando as RTVs limitadas por estes modelos em relação aos modelos de SN II e os modelos de HN.

Em todos os gráficos apresentados na seção 4.1 (Fig. 4.3 a 4.11) mostramos as razões de abundância referentes às partes centrais dos aglomerados/grupos de galáxias de nossa amostra (ver Seção 3.1), representados pelos triângulos cheios, onde espera-se que o enriquecimento seja proveniente de material ejetado por SNe do tipo Ia. As diferentes cores representam os diferentes trabalhos que foram usados na nossa investigação. Para a amostra de Baumgartner et al. (2005), os dados referentes aos grupos (triângulos vazios com um ponto no centro) e aglomerados frios (quadrado vazio com um X), ambos em cor ciano-escuro, representam metalicidade do ICM na região central, na qual esperamos uma contaminação maior de material ejetado por SN Ia.

Os gráficos (Figuras 4.8 a 4.11) que representam os modelos de Travaglio et al.

(2004), observamos que as RTVs limitadas pelos modelos de SNe do tipo Ia (*W7* de Nomoto et al. (1997b) e os modelos de detonação por bolhas, *b5_3d_256(c)* e *b30_3d_768(c)*), não possuem distinção significativa. Os modelos propostos por Travaglio et al. (2004), procuraram reproduzir os resultados previstos pelos modelos de deflagração rápida de Nomoto et al. (1997b) e, portanto, não é de se esperar discrepância muito grande para as RTVs que representam estes modelos. Devido a isso, não pudemos observar, de forma significativa, nestes gráficos, quantos aglomerados/grupos puderam ser englobados por estes modelos.

No gráfico de $Ni \times Fe$ (figura 4.3), onde comparamos os dados de nossa amostra com os modelos de Nomoto et al. (1997b), as RTVs produzidas pelos modelos de detonação retardada (*WDD1*, *WDD2* e *WDD3*) são similares entre si, englobando os mesmos aglomerados/grupos da nossa amostragem, comprovando que estes modelos prevêem valores de abundâncias de Ni e Fe aproximadamente idênticas embora as características destes modelos não sejam as mesmas (ver Tabela 2.4). Os modelos *W7* e *W70* são mais consistentes com as observações que os modelos de detonação retardada, confirmando os resultados obtidos de Dupke et al. (2000, 2001), onde o modelo *W7* era favorecido sobre os demais modelos de SN Ia.

O *W7*, não só é favorecido perante os modelos de detonação retardada como, também, sobre o modelo *W70*. As retas que representam os modelos *WDD1* e SNII (a seta em vermelho indica o modelo SN II), praticamente se sobrepõem (as razões de abundância de Ni/Fe diferem-se apenas na 3ª casa decimal), algo que não era esperado, visto que esses modelos representam diferentes mecanismos de detonação em diferentes tipos de progenitores.

Os pontos que representam a razão de abundância de Ni/Fe de aglomerados quentes e frios da amostra de Baumgartner et al. (2005) não foram englobados por nenhuma RTV gerada pelos modelos de SNe e HNe de Nomoto et al. (1997a, b, 2006). Isso é provavelmente devido ao fato de que, da maneira com que usamos, a amostra de Baumgartner et al. (2005) possui uma grande contaminação, nos valores de abundância, devido à efeitos de multi-temperatura na linha de vizada e por causa de limitações pelo fato dos aglomerados, usados na amostragem de Baumgartner et al. (2005), possuírem baixa resolução espacial. Igualmente, observamos o mesmo comportamento com o aglomerado Abell 1689 (CC) da amostra de De Grandi & Molendi (2009).

Nos gráficos de $Si \times Fe$, $Si \times Ni$ e $S \times Fe$, respectivamente nas figuras 4.4, 4.5 e 4.6, os modelos de SN Ia são bem diferenciados entre si entendemos que isso se deve a peculiaridades no fenômeno de detonação, diferenciada, mostrando que estas razões de abundância se comportaram como bons discriminadores de SNIa, entre modelos de deflagração rápida (*W7*) e modelos de detonação retardada (*WDDs*). Em

especial, a razão S/Fe mostrou-se ser um excelente discriminador destes modelos. Porém, não foi possível distinguir entre os modelo $W7$ do $W70$.

Na Figura 4.7, onde mostramos as abundâncias de $Ni \times Fe$, mostra o comportamento dos modelos $CDD1$ e $CDD2$ de Iwamoto et al. (1999) e suas respectivas RTVs em relação ao modelo de SN II (Nomoto et al., 1997a). Comparamos estes modelos ao modelo convencional $W7$ de Nomoto et al. (1997b).

Estas RTVs mostram que o modelo $W7$ de Nomoto et al. (1997b) é mais consistente com as observações que os modelos híbridos, $CDD1$ e $CDD2$ (os mesmos possuem comportamentos bem próximos entre si). As RTVs limitadas por este modelos e o modelo de SN II de Nomoto et al. (1997a) são muito pequenas, fazendo com que não englobem um número significativo dos aglomerados da amostra.

Para os modelos de Travaglio et al. (2004) (ver Figuras 4.8 a 4.11) de detonação em bolhas, $b5_3d_256(c)$ e $b30_3d_768(c)$, respectivamente de 5 bolhas e 30 bolhas, nós não representamos as retas correspondente aos modelos de detonação central ($c3_2d_512$ e $c3_3d_256$). Estes últimos possuem comportamentos próximos entre si em todos os espaços de variabilidades e reproduzem bem as razões de abundâncias obtidas do modelo de 30 bolhas.

Em todos os espaços de variabilidades a RTV referente ao modelo de 5 bolhas ($b5_3d_256(c)$) de Travaglio et al. (2004) mostrou ser menos consistente com as observações que a RTV gerada pelo modelo de 30 bolhas ($b30_3d_768(c)$) de Travaglio et al. (2004). A RTV do modelo de 30 bolhas ($b30_3d_768(c)$) é mais consistente com as observações, em todos os espaço de variabilidades ($Ni \times Fe$, $Si \times Fe$, $Si \times Ni$ e $S \times Fe$) à RTV gerada pelo modelo $W7$ de Nomoto et al. (1997b). No entanto, o comportamento destes modelos foi similar na maioria dos espaços de variabilidades (com exceção ao gráfico de $S \times Fe$, onde estes modelos diferem entre si), gerando RTVs que englobam quase a mesma quantidade de aglomerados/grupos de nossa amostra. O modelo de 30 bolhas ($b30_3d_768(c)$) reproduziu melhor as observações que o modelo $W7$ em todos os espaços de variabilidades e o modelo de 5 bolhas ($b5_3d_256(c)$) é menos consistente com as observações, em todos os gráficos.

Devido à grandes incertezas nas medidas de abundância dos aglomerados da amostra, notamos que a razão Si/Ni teve a sua capacidade de discriminação limitada, para os modelos de Travaglio et al. (2004).

Os modelos de detonação de 30 bolhas ($b30_3d_768(c)$) e o $W7$ são igualmente consistentes no gráfico de $Si \times Fe$ (Figura 4.9).

5.1.2 Partes externas dos aglomerados/grupos de galáxias - SN II

As partes externas dos aglomerados/grupos de galáxias estão representadas em todos os gráficos como círculos cheios, onde se esperam contribuições dominantes de material ejetado por SN II. Na amostra de Baumgartner et al. (2005) esta dominância de material ejetado por SN II é esperada em aglomerados quentes, que são simbolizados em todos os gráficos como círculos vazios, com um ponto no centro, de cor ciano-escura.

As Figuras 4.3, 4.4, 4.5 e 4.6 mostram que, quando consideramos os modelos de HNe (Nomoto et al., 2006), as RTVs limitadas por estes modelos e os modelos de SN Ia englobam um número maior de aglomerados que as RTVs geradas pelos modelos de SN II (Nomoto et al., 1997a) juntamente com os modelos de SN Ia. Este mesmo comportamento é observado na Figura 4.7, onde estudamos as RTVs geradas por esses modelos de HNe ou SN II em conjunto com os modelos de SN Ia de Iwamoto et al. (1999). Essas Figuras mostram que os modelos de HNe são favorecidos em detrimento aos modelos de SN II

Os gráficos, onde analisamos os modelos propostos por Travaglio et al. (2004) (Figuras 4.8, 4.9, 4.10 e 4.11), mostram o mesmo padrão de comportamento das RTVs referentes aos modelos de HNe de Nomoto et al. (2006) em detrimento às RTVs referentes aos modelos de SNe do tipo II

Essas características em comum, em todos os gráficos, referentes a comparação entre os modelos de HNe com os modelos de SNe do tipo II, apontam para a possibilidade de que o ICM possa ter sido enriquecido por material ejetado de estrelas de população III, possíveis progenitoras de HNe. Estes resultados sugerem um cenário de enriquecimento inicial do ICM por HNe.

Capítulo 6

Conclusões

6.1 Sumário

Nesta dissertação averiguamos a consistência dos modelos teóricos de SNe com as observações das abundâncias no ICM. Com esta finalidade, selecionamos uma amostra de aglomerados e grupos de galáxias que tivessem informações sobre abundância e resolução espacial suficientemente grande, para que pudéssemos separar cada aglomerado/grupo em uma região interna (dominada por contribuição de SN Ia) e uma região externa (dominada por contaminação de SN II). Com estes dados de abundâncias pudemos popular os espaços de variabilidades de $Ni \times Fe$, $Si \times Fe$, $Si \times Ni$ e $S \times Fe$, os quais foram comparados com as RTVs limitadas pelos modelos de SNe (Ia e II), verificando, assim, quais modelos de SNe foram mais e menos consistentes com as observações.

Verificamos também, nos espaços de variabilidades $Ne \times Fe$ e $O \times Fe$, as RTVs limitadas por modelos de SNe e HNe, pouco energéticas e hiper-energéticas, a fim de testar se os modelos de HNe pouco energéticas eram consistentes com os modelos de SNe II e se os modelos de HNe hiper-energéticas eram mais consistentes, com as observações, que os modelos de SNe II. Estendemos este teste para os espaços de variabilidades $Ni \times Fe$, $Si \times Fe$, $Si \times Ni$ e $S \times Fe$, que usamos para analisar as RTVs geradas pelos modelos de SNe Ia e os modelos HNe, a fim de verificar a possibilidade de que a inclusão dos modelos de HNe na análise da razão de abundância pudesse produzir resultados mais consistentes com as observações.

O uso de aglomerados para medir as abundâncias é justificado, já que o ICM é opticamente fino e os problemas de absorção e reemissão de fótons (*Ressonant scattering*) são desprezíveis.

6.2 Modelos de Supernovae mais consistentes com as observações

Por fim, apresentamos as principais conclusões de nosso trabalho. Na Tabela 6.1 nós colocamos, no painel da esquerda os modelos de SNe do tipo Ia e no painel a direita catalogamos os modelos de SN II e HNe. Colocamos cada um dos modelos em ordem de consistência com os dados de razões de abundância da nossa amostra de aglomerados/grupos de galáxias. Nesta tabela os modelos mais consistentes com as observações receberam uma classificação no *Ranking* dos melhores modelos. Os modelos mais inconsistentes receberam a sigla (DES) favorecidos. Na coluna *Gráfico (DES)* nós mostramos quais espaços de variabilidades descartaram os modelos de SNe, em questão.

Tabela 6.1: "Ranking" dos modelos de Supernovae de acordo com a análise das RTVs, em relação aos resultados de abundâncias medidos na amostra de aglomerados/grupos de galáxias selecionados para a nossa investigação.

| SN Ia | Ranking | Gráfico (DES) | SN II/HN | Ranking |
|------------|----------------|----------------------------|-------------------------------|----------------|
| b30_3d_768 | 1 ^o | — | HN($E_{51} > 10$, $Z = 0$) | 1 ^o |
| W7 | 2 ^o | — | HN($E_{51} = 1$, $Z = 0$) | 2 ^o |
| W70 | 2 ^o | — | SN II | 3 ^o |
| WDD3 | 3 ^o | — | | |
| WDD2 | 4 ^o | — | | |
| WDD1 | DES | Ni/Fe , Si/Ni e S/Fe | | |
| CDD1 | DES | Ni/Fe | | |
| CDD2 | DES | Ni/Fe | | |
| b5_3d_256 | DES | Ni/Fe , Si/Ni e S/Fe | | |

6.3 Principais conclusões

1. O modelo b30_3d_768 (Travaglio et al., 2004) reproduz melhor as observações que os demais modelos de SNe do tipo Ia;
2. Os modelos de HNe ($E_{51} > 10$) de Nomoto et al. (2006) são mais consistentes com as observações que outros modelos de SNe do tipo II;
3. O modelo W70, na maioria dos casos, apresentou consistência com as observações similar ao W7, ambos de Nomoto et al. (1997b);

4. Devido à inconsistência com as observações, os modelos *WDD1* (Nomoto et al., 1997b), *CDDs* (*CDD1* e *CDD2*) de Iwamoto et al; (1999) e *b5_3d_256* (Travaglio et al., 2004) foram desfavorecidos em detrimento aos demais modelos analisados em nossa investigação;
5. O modelo *WDD3* se mostrou mais consistente com as observações que o modelo *WDD2*, ambos de Nomoto et al. (1997b).

Por fim, podemos concluir que os modelos de HNe super energéticas (Nomoto et al., 2006) e modelos de 30 bolhas (Travaglio et al., 2004), para SNe do tipo Ia, conseguem cobrir melhor todo o espaço de variabilidades populado pelos valores de razões de abundâncias medidos nos aglomerados/grupos de nossa amostra. A nossa investigação aponta para a hipótese de que o modelo tradicional de SN II, com uma IMF de Salpeter, não ser necessária para explicar a origem dos metais no ICM.

6.4 Trabalhos futuros

- Como trabalhos futuros pretende-se investigar se Hipernovae contribuem para injetar metais no ICM. Verificando se elas são responsáveis pela ejeção de Bárions do meio intra grupo/aglomerado (Dai et al., 2009). Para isso, deve-se estimar a taxa de HN/ano e verificar se a energia é suficiente para expelir o gás para fora de sistemas pouco massivos;
- Aumentar a amostra com dados observacionais novos permitirá aumentar a confiança estatística dos resultados. Pretendemos usar dados de raios-X de aglomerados nos arquivos do satélite XMM-Newton, onde há mais de 200 aglomerados com estatística suficiente para se medir abundâncias e do satélite SUZAKU.

Referências Bibliográficas

- ABELL, G. O., 1958, *ApJS*, v. 3, pp. 211.
- ALVAREZ, L. W., 1938, *Phys. Rev.*, v. 54, n. 7, pp. 486–497.
- ANDERS, E., GREVESSE, N., 1989, *GCA*, v. 53, pp. 197–214.
- ARNAUD, K. A., MUSHOTZKY, R. F., EZAWA, H., et al., 1994, *ApJL*, v. 436, pp. L67–L70.
- ARNETT, D., LIVNE, E., 1994a, *ApJ*, v. 427, pp. 315–329.
- ARNETT, D., LIVNE, E., 1994b, *ApJ*, v. 427, pp. 330–341.
- ARNETT, W. D., 1969, *Ap&SS*, v. 5, pp. 180–212.
- BAUMGARTNER, W. H., LOEWENSTEIN, M., HORNER, D. J., et al., 2005, *ApJ*, v. 620, pp. 680–696.
- BAUTZ, L. P., MORGAN, W. W., 1970, *ApJL*, v. 162, pp. L149.
- BEERS, T. C., CHRISTLIEB, N., 2005, *ARA&A*, v. 43, pp. 531–580.
- BIRETTA, J., SPARKS, W., MACCHETTO, F., 1999, *The Astrophysical Journal*, v. 520, pp. 621–626.
- BRACHWITZ, F., DEAN, D., HIX, W., et al., 2000, *The Astrophysical Journal*, v. 536, pp. 934–947.
- BRANCH, D., LIVIO, M., YUNGELSON, L. R., et al., 1995, *PASP*, v. 107, pp. 1019.
- BRECHER, K., BURBIDGE, G. R., 1972, *NAT*, v. 237, pp. 440–443.
- BURBIDGE, E. M., BURBIDGE, G. R., FOWLER, W. A., et al., 1957, *Rev. Mod. Phys.*, v. 29, n. 4, pp. 547–650.

- BURKERT, A., NAAB, T., 2003, v. 626, *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, pp. 327–339.
- BYRAM, E. T., CHUBB, T. A., FRIEDMAN, H., 1966, *Science*, v. 152, pp. 66–71.
- CANIZARES, C. R., CLARK, G. W., JERNIGAN, J. G., et al., 1982, *ApJ*, v. 262, pp. 33–43.
- CAVALIERE, A., FUSCO-FEMIANO, R., 1976, *AAp*, v. 49, pp. 137–144.
- CAYREL, R., DEPAGNE, E., SPITE, M., et al., 2004, *AAP*, v. 416, pp. 1117–1138.
- COWIE, L. L., BINNEY, J., 1977, *ApJ*, v. 215, pp. 723–732.
- CROWL, H. H., KENNEY, J. D. P., VAN GORKOM, J. H., et al., 2005, *AJ*, v. 130, pp. 65–72.
- DAI, X., BREGMAN, J. N., KOCHANEK, C. S., et al., 2009, *ArXiv e-prints*.
- DE GRANDI, S., MOLENDI, S., 2001, *ApJ*, v. 551, pp. 153–159.
- DE GRANDI, S., MOLENDI, S., 2009, *AAp*, v. 508, pp. 565–574.
- DE PLAA, J., WERNER, N., BLEEKER, J. A. M., et al., 2007, *AAp*, v. 465, pp. 345–355.
- DE YOUNG, D. S., 1978, *ApJ*, v. 223, pp. 47–55.
- DONAHUE, M., MACK, J., SCHARF, C., et al., 2001, *ApJL*, v. 552, pp. L93–L96.
- DUPKE, R. A., ARNAUD, K. A., 2001, *ApJ*, v. 548, pp. 141–149.
- DUPKE, R. A., WHITE, III, R. E., 2000a, *ApJ*, v. 528, pp. 139–144.
- DUPKE, R. A., WHITE, III, R. E., 2000b, *ApJ*, v. 537, pp. 123–133.
- DUPKE, R. D. A., 1998. Tese de Doutorado, THE UNIVERSITY OF ALABAMA.
- FABIAN, A. C., NULSEN, P. E. J., 1977, *MNRAS*, v. 180, pp. 479–484.
- FABIAN, A. C., JOHNSTONE, R. M., DAINES, S. J., 1994, *MNRAS*, v. 271, pp. 737.
- FILIPPENKO, A. V., 1997, *ARAA*, v. 35, pp. 309–355.
- FILIPPENKO, A. V., BARTH, A. J., MATHESON, T., et al., 1995, *ApJL*, v. 450, pp. L11.

- FINOGUENOV, A., DAVID, L. P., PONMAN, T. J., 2000, *ApJ*, v. 544, pp. 188–203.
- FINOGUENOV, A., ARNAUD, M., DAVID, L. P., 2001, *ApJ*, v. 555, pp. 191–204.
- FRITZ, G., DAVIDSEN, A., MEEKINS, J. F., et al., 1971, *ApJL*, v. 164, pp. L81.
- FUKAZAWA, Y., MAKISHIMA, K., TAMURA, T., et al., 2000, *MNRAS*, v. 313, pp. 21–31.
- GAMEZO, V. N., KHOKHLOV, A. M., ORAN, E. S., 2004, *Physical Review Letters*, v. 92, n. 21, pp. 211102.
- GIBSON, B. K., LOEWENSTEIN, M., MUSHOTZKY, R. F., 1997, *MNRAS*, v. 290, pp. 623–628.
- GREVESSE, N., SAUVAL, A. J., 1998, *Space Science Reviews*, v. 85, pp. 161–174.
- GUNN, J. E., GOTT, III, J. R., 1972, *ApJ*, v. 176, pp. 1.
- HANSEN, C. J., WHEELER, J. C., 1969, *Ap&SS*, v. 3, pp. 464–474.
- HARKNESS, R., 1991, p. 454.
- HARKNESS, R. P., WHEELER, J. C., MARGON, B., et al., 1987, *ApJ*, v. 317, pp. 355–367.
- HELLY, J. C., COLE, S., FRENK, C. S., et al., 2003, *MNRAS*, v. 338, pp. 903–912.
- HERSCHEL, W., 1785, *Royal Society of London Philosophical Transactions Series I*, v. 75, pp. 213–266.
- IWAMOTO, K., BRACHWITZ, F., NOMOTO, K., et al., 1999, *ApJS*, v. 125, pp. 439–462.
- KENNEY, J. D. P., VAN GORKOM, J. H., VOLLMER, B., 2004, *AJ*, v. 127, pp. 3361–3374.
- KHOKHLOV, A. M., 1995, *ApJ*, v. 449, pp. 695.
- LAGANÁ, T., 2008. Tese de Doutorado, Universidade de São Paulo.
- LARSON, R. B., DINERSTEIN, H. L., 1975, *pasp*, v. 87, pp. 911–915.
- LECCARDI, A., MOLENDI, S., 2008, *AAP*, v. 486, pp. 359–373.
- LIVNE, E., 1993, *ApJL*, v. 406, pp. L17–L20.

- MARION, J. B., FOWLER, W. A., 1957, *ApJ*, v. 125, pp. 221.
- MAZZALI, P., ROPKE, F., BENETTI, S., et al., 2007, *Science*, v. 315, n. 5813, pp. 825.
- MCNAMARA, B. R., NULSEN, P. E. J., 2007, *ARAA*, v. 45, pp. 117–175.
- MINKOWSKI, R., 1941, *Pasp*, v. 53, pp. 224.
- MITCHELL, R. J., CULHANE, J. L., DAVISON, P. J. N., et al., 1976, *MNRAS*, v. 175, pp. 29P–34P.
- MUSHOTZKY, R. F., LOEWENSTEIN, M., 1997, *ApJL*, v. 481, pp. L63.
- NAKAMURA, T., UMEDA, H., NOMOTO, K., et al., 1999, *ApJ*, v. 517, pp. 193–208.
- NIEMEYER, J. C., HILLEBRANDT, W., 1995a, *ApJ*, v. 452, pp. 769.
- NIEMEYER, J. C., HILLEBRANDT, W., 1995b, *ApJ*, v. 452, pp. 779.
- NIEMEYER, J. C., WOOSLEY, S. E., 1997, *ApJ*, v. 475, pp. 740.
- NOMOTO, K., THIELEMANN, F., YOKOI, K., 1984, *ApJ*, v. 286, pp. 644–658.
- NOMOTO, K., HASHIMOTO, M., TSUJIMOTO, T., et al., 1997a, *Nuclear Physics A*, v. 616, pp. 79–90.
- NOMOTO, K., IWAMOTO, K., NAKASATO, N., et al., 1997b, *Nuclear Physics A*, v. 621, pp. 467–476.
- NOMOTO, K., TOMINAGA, N., UMEDA, H., et al., 2006, *Nuclear Physics A*, v. 777, pp. 424–458.
- PETERSON, J. R., FABIAN, A. C., 2006, *PhysRep*, v. 427, pp. 1–39.
- RASMUSSEN, J., PONMAN, T. J., 2007, *MNRAS*, v. 380, pp. 1554–1572.
- RICHARDSON, D., BRANCH, D., CASEBEER, D., et al., 2002, *AJ*, v. 123, pp. 745–752.
- SALPETER, E. E., 1955, *ApJ*, v. 121, pp. 161.
- SCHNEIDER, P., 2006. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, New York.
- SHANE, C. D., WIRTANEN, C. A., 1954, *AJ*, v. 59, pp. 285.

- SHAPLEY, H., 1933, *Proceedings of the National Academy of Science*, v. 19, pp. 591–596.
- SPRINGEL, V., WHITE, S. D. M., JENKINS, A., et al., 2005, *NAT*, v. 435, pp. 629–636.
- STROM, S. E., STROM, K. M., 1978, *ApJL*, v. 225, pp. L93–L97.
- THIELEMANN, F., NOMOTO, K., YOKOI, K., 1986, *A&A*, v. 158, pp. 17–33.
- THIELEMANN, F., ARGAST, D., BRACHWITZ, F., et al., 2003, *Nuclear Physics A*, v. 718, pp. 139–146.
- TRAVAGLIO, C., HILLEBRANDT, W., REINECKE, M., et al., 2004, *AAp*, v. 425, pp. 1029–1040.
- WHEELER, J. C., HARKNESS, R. P., 1990, *Reports on Progress in Physics*, v. 53, pp. 1467–1557.
- WHITE, D. A., 2000, *MNRAS*, v. 312, pp. 663–688.
- YOON, S., LANGER, N., 2004, *AAP*, v. 419, pp. 623–644.
- ZWICKY, F., 1957, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 69, pp. 518.

Livros Grátis

(<http://www.livrosgratis.com.br>)

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)
[Baixar livros de Matemática](#)
[Baixar livros de Medicina](#)
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)
[Baixar livros de Meteorologia](#)
[Baixar Monografias e TCC](#)
[Baixar livros Multidisciplinar](#)
[Baixar livros de Música](#)
[Baixar livros de Psicologia](#)
[Baixar livros de Química](#)
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)
[Baixar livros de Serviço Social](#)
[Baixar livros de Sociologia](#)
[Baixar livros de Teologia](#)
[Baixar livros de Trabalho](#)
[Baixar livros de Turismo](#)