

超新星爆発のスペクトル解析

Spectral Modeling of Supernova Explosions

○宮崎 龍一¹, 岩本 弘一²*Ryuichi Miyazaki¹, Koichi Iwamoto²

Abstract: Supernovae (SNe) are the explosion of massive stars at the end of their lives. They show a variety of light curves and spectra, indicating that there are several classes of SNe that originate from different progenitors and through varied explosion mechanisms. We develop the spectrum synthesis code to determine the ionization equilibrium and the radiation field in SN ejecta. The radiation transfer is solved by the Monte Carlo method. We present the results of test calculations and make comparisons with the observed spectra of SNe.

1. Introduction

超新星爆発とは、大質量の恒星の熱核融合の燃料が尽きる際に起こる大爆発である。この爆発には、恒星が自らの重力に耐え切れずに起こる重力崩壊型と連星系の白色矮星に伴星から物質が降り積もり、白色矮星の質量がチャンドラセカール質量限界を超え生じる熱核反応暴走型の 2 つの型がある。さらにスペクトルの特徴からも細かく分類される。まず大きく分類すると、水素の吸収線が見られないものを I 型、見られるものを II 型と呼ぶ。さらに I 型は細かく分類される。ヘリウムが無くケイ素の吸収が強い物を Ia 型、ヘリウムの吸収が強いものを Ib 型、ヘリウムとケイ素の吸収が弱いものを Ic 型と呼ぶ。

これまで様々な観測により超新星爆発にける元素合成が証明され、超新星の研究にいかされてきた。元素合成を見るために最も面白いのは、超新星爆発から一年程度経過し星の膨張により透明化し星の内部まで観測ができるスペクトルである。観測技術・手法が進歩し、より詳細に超新星内部を知ることが可能になってきており、元素合成が直接的に結びつけられるようになった。本研究では、超新星爆発の際に観測されるスペクトルをシミュレーションを用いて求め、観測されているデータと比較しその星の爆発形態、内部の元素合成などを比較し考察を行う。

2. 超新星の爆発モデル

爆発モデルは、簡単化のため球対称であると仮定する。

$$\rho(r) = \begin{cases} \rho_c & (r \leq r_c) \\ \rho_c \left(\frac{r}{r_c}\right)^{-n} & (r_c < r < r_s) \end{cases} \quad (1)$$

ここで r_c はコア半径、 r_s は星 (外層面星) の半径、 n は 8~10 程度であり今回は 8 を選んだ。星の密度は中心のコア部分は一様とし、コアから外層までは指数関数的に減少し、星の膨張速度は自由膨張とする。

2.1 モンテカルロ法を用いた放射輸送

超新星爆発の際に星から放出される光子は、星の内部にお

いて散乱と吸収、放射を繰り返し外層面に到達する。吸収はライン吸収、散乱は電子散乱として扱った。星の放射強度を求めるためには、外層面に到達した光子をカウントする必要があるため、以下の計算方法を考える。

(1) 光子の発生位置と総数

光子を発生させる座標は極座標を用い、光子の散乱方向と位置を指定する。

(2) optical depth τ

光学的厚さ τ だけ粒子が進み、散乱される確率 $P(\tau)$ は

$$P(\tau)d\tau = \exp(-\tau)d\tau \quad (2)$$

である。

$$\exp(-\tau)d\tau = dA \quad (3)$$

となるように一様乱数 A を用いると、optical depth τ は

$$\tau = -\log(1 - A) \quad (4)$$

と定義される。一様乱数 A は区間 $(0, 1)$ から選ぶ。

(3) 各元素ごとの波長

散乱はガスの共動座標系で等方的に起こると近似される。共動座標系の振動数は静止座標系の振動数を用いると

$$\nu' = \nu\gamma\left(1 - \mu\frac{v}{c}\right) \quad (5)$$

ここで $\gamma = [1 - (\frac{v^2}{c^2})]^{-\frac{1}{2}}$ 、 μ は方向余弦である。一方、静止座標系での光子の振動数は

$$\nu_{in}\left(1 - \mu_{in}\frac{v}{c}\right) = \nu_{out}\left(1 - \mu_{out}\frac{v}{c}\right) \quad (6)$$

となる。 μ_{in} と μ_{out} は入射と放出の方向余弦である。モデルのプログラムは静止座標だが、散乱はガスの共動座標で起こるので上記の計算を行う。

(4) 外層面に到達した光子のカウント

散乱及び吸収、放射を繰り返し外層面に到達した光子がどの角度で検出されたのかを分けるために、星の軸方向から赤道方向までを 10 分割し単位立体核当たりの角度依存を

求めた.

2.2 各元素の電離と再結合の平衡

吸収係数を求めるためには、各元素の個数密度、イオン化状態などが必要となる。そのため、電離と再結合がつり合う平衡（電離平衡）を求める。電離過程として ^{56}Ni や ^{56}Co の放射性崩壊による核ガンマ線によるものと考えるとき、 i 階電離イオンの生成速度 p^{+i} は

$$p^{+i} = \frac{N^{+(i-1)}\epsilon_d}{3I^{i-1}N} \quad (7)$$

と表される。このとき、定常状態のレート方程式は

$$\begin{cases} p^{+i} + \alpha^{+(i+1)}N^{+(i+1)}n_e \\ - p^{+(i+1)} - \alpha^{+i}N^{+i}n_e = 0 & (i > 0), \\ \alpha^{+}N^{+}n_e - p^1 = 0 & (i = 0) \end{cases} \quad (8)$$

となる。ここで、 N^{+i} は i 階電離のイオン濃度、 N は元素総数、 n_e は電子数密度、 ϵ_d は i 階電離でプラズマに与えられるエネルギー、 I^i は単位イオンを生成するためのエネルギー（イオン化エネルギー）を表す。

Fig.1 は典型的な Ia 型超新星モデルにおける Mg 層の電離平衡の計算結果である。電子温度を決めると、イオンの相対密度は $N/\epsilon_d^{1/2}$ の関数として定まる。爆発による膨張のため、 N の値は時間とともに減少するが、 ϵ_d の値はさらに速く減少するため、 $N/\epsilon_d^{1/2}$ は時間とともに増加する。Fig.1 の場合、爆発後 255 日で、 $N/(\epsilon_d/7.44 \times 10^3 \text{eVcm}^{-3}\text{s}^{-1})^{1/2} = 2.35 \times 10^6 \text{cm}^{-3}$ であり、このとき Mg はおもに 2 階電離または 3 階電離の状態にあることが分かる。

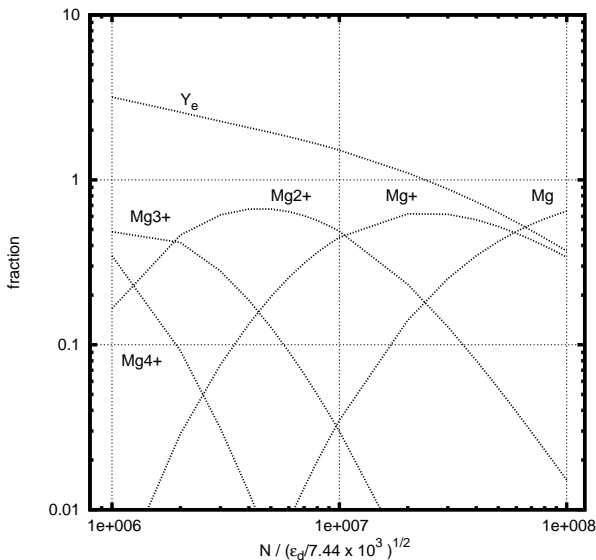


Fig.1 Relative abundances of Mg ions under ionization equilibrium as a function of $N/\epsilon_d^{1/2}$. Y_e is the number of electrons per Mg nucleus. The electron temperature is assumed to be $T_e = 4000\text{K}$.

2.3 吸収・散乱係数と放射輸送方程式

電離平衡におけるイオン数密度が求まると、各イオンの各エネルギー準位の占有数密度が分かり、吸収係数 α_a を計算することができる。たとえば、束縛-束縛遷移（ライン）の吸収係数は

$$\alpha_a = \frac{h\nu}{4\pi} n_1 B_{12} \phi(\nu) \quad (9)$$

と与えられる。 n_1 は 1 レベルの状態にある原子数密度、 B_{12} はアインシュタイン係数、 $\phi(\nu)$ はラインプロファイル関数である。また散乱係数 α_s は

$$\alpha_s = n_e \sigma_T \quad (10)$$

と与えられる。ここで、 n_e は電子数密度、 σ_T はトムソン散乱断面積である。与えられた α_a, α_s をもとに放射輸送方程式

$$\frac{dI_\nu}{dS} = j_\nu - (\alpha_a + \alpha_s)I_\nu + \frac{\alpha_s}{4\pi} \int I_\nu d\Omega \quad (11)$$

を解く。ここで、 I_ν は放射エネルギー強度、 j_ν は放射率を表す。これを解くのに 2.1 で述べたモンテカルロ法を用いる。放射エネルギー強度が求められると、イオンの電離生成速度が判明するため、電離平衡の計算と放射輸送計算を繰り返し行い、収束する解を求める。

3. 今後の課題

現在、吸収係数をプログラムに組み込んでいる最中なので早急にプログラムの改善を行うのと同時に、光学的厚さ τ で光子が散乱する際に進む距離を近似的に扱いついでいるため、精度をあげる必要がある。さらに、球対称モデルでシミュレーションをしているが、より実際の爆発に近づくために非球対称モデルでシミュレーション結果を得ることが目的となる。

4. 参考文献

- [1] P.A.Mazzali, L.B.Lucy: "The application of Monte Carlo methods to the synthesis of early-time supernova spectra" *Astronomy and Astrophysics*, 279, 447, 1993
- [2] George B. Rybicki, Alan P.Lightman: "Radiative Processes in Astrophysics" Wiley, 1979
- [3] Roland E.Meyerott et al: "A radioactive excitation source model for the late time spectra of type supernova" *Astrophysical Journal*, 239, 257, 1980
- [4] 佐藤文隆, 原哲也: "宇宙物理学" (朝倉書店, 1983)