

Detectability of surviving companions in type Ia supernova remnants

野田 和弘、須田 拓馬、茂山 俊和 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

Ia 型超新星は CO 白色矮星の爆発現象として知られているが、その progenitor system については多くの謎が残っている。progenitor system を観測的に決定する手法として、超新星残骸中に生き残った伴星を探すというものがある。超新星残骸中に残っている伴星は、超新星爆発の影響を受けて星の外層が剥離されたり、外層が加熱されている可能性がある。我々はそれらの効果を取り入れた生き残り伴星の進化を、恒星の進化モデルを用いて計算した。結果として、He コア質量が $\sim 0.3M_{\odot}$ 以下の赤色巨星が爆発の影響を受けると、非常に暗い天体になる可能性があることを示した。この結果を生き残り伴星が観測されなかった Ia 型超新星残骸 SNR 0509-67.5 の観測に適用することで、この超新星残骸が double degenerate シナリオを支持するとは限らなくなるための条件を求めることができた。

1 Introduction

Ia 型超新星は非常に明るい天体現象であり、CO 白色矮星の爆発現象であると考えられている。ピークの光度と減光に良い相関 (Phillips relationship) があるため、標準光源として宇宙論パラメータの決定に用いられる。

Ia 型超新星の progenitor system については謎が多い。現在主に二つのシナリオがあり、single degenerate (SD) シナリオと double degenerate (DD) シナリオと呼ばれている。SD シナリオ (Whelan & Iben 1973) は白色矮星と非縮退星の連星系を考えるシナリオであり、非縮退星からの質量降着によって白色矮星の質量をチャンドラセカール限界質量まで増加させることで爆発を起こすというシナリオである。一方で DD シナリオは白色矮星同士の連星系を考えるモデルであり、この二つの白色矮星が合体することで爆発を起こすシナリオである。

観測的に progenitor system を決定する試みも行われてきている。例えば、PTF 11kx という Ia 型超新星では星周物質が多層構造をしていることを示すスペクトルが見つかった。このスペクトルは超新星爆発の前に symbiotic nova をおこす SD シナリオで自然に説明できるため、PTF 11kx については SD シナリオが優勢だと考えられている。一方で Ia 型超新星

残骸 SNR 0509-67.5 を Hubble Space Telescope で観測した結果では、残骸の中心部に V バンド絶対等級 $M_V = +8.4$ という観測限界で伴星が見つからず、この超新星残骸については伴星を残さない DD シナリオが有力であるとされている (Schaefer & Pagnotta 2012)。

SD シナリオの場合には白色矮星が超新星爆発を起こす際に、非縮退伴星が近くに存在しているため、この伴星が超新星の影響を受けると考えられている。Marietta et al. (2000) では伴星の外層が爆発によってどの程度剥離されるのかが数値計算によって調べられている。この論文では、伴星が主系列星や準巨星の場合は全体の質量の 15%程度が剥離され、赤色巨星 (コア質量 $\sim 0.4M_{\odot}$) の場合は外層の $\sim 96\%$ - 98% が剥離されるという結果が得られている。

我々は今回、SD シナリオに焦点を当て、伴星の爆発後の進化を超新星の影響を考慮して計算した。その上で SNR 0509-67.5 の $M_V = +8.4$ という観測限界を考え、この超新星残骸中に SD シナリオで生き残った伴星がある可能性を検証した。

2 Methods

2.1 爆発前の伴星モデル

今回、爆発前の伴星モデルとして He 縮退コアを持つ $1M_{\odot}$ の赤色巨星を考えた。He コアの質量は M_c とし、このコアの境界は水素 abundance がゼロとなる点と定義した。コア質量が異なる場合の進化の違いを系統的に調べるために、コアの質量の異なる赤色巨星を 9 つ用意し、コア質量の値は $M_c = 0.10$ から $M_c = 0.40$ の間に振った。SNR 0509-67.5 のある LMC の典型的な metallicity に合わせて $Z = 0.01$ のモデルを用いた。

この爆発前の伴星のモデルを作るために、1 次元の恒星の進化コード (Suda & Fujimoto 2010) を用いて $1M_{\odot}$, $Z = 0.01$ のゼロ年齢主系列星から赤色巨星まで進化計算を行った。以降の計算についてもすべてこの恒星進化コードを用いた。

2.2 超新星の影響のモデル化

超新星が伴星に及ぼす影響として、外層の剥離と、外層の加熱を考えた。

外層の剥離をモデル化するために、恒星進化のコードを用いて星の外側から質量を削った。この操作のタイムスケールは Marietta et al. (2000) の数値計算での剥離のタイムスケールである $\sim 6 \times 10^6$ s 程度に合わせた。伴星の進化が剥離の程度にどのように依存するのかを系統的に見るために、剥離後の外層質量 M_{env} (星全体の質量からコアの質量を引いたものと定義する) を自由なパラメータとし、それぞれのコア質量のモデルについておよそ 10 から 20 種類の M_{env} のモデルを作った。

そのあとにいくつかのモデルでは外層の加熱を行った。外層の加熱は、恒星進化コード内で星の外層 (コアよりも外側) 全体に単位質量、単位時間あたりに均一な量のエネルギーを注入することでモデル化した。この操作も 1 年以下の非常に短いタイムスケールで行った。また、エネルギー注入量による変化を見るため、エネルギー注入量 E_{dep} も自由なパラメータとした。

以上のように爆発の影響をモデル化して取り込んだ後に、SNR 0509-67.5 の爆発後の年齢である ~ 400 年まで伴星を進化させて観測限界と比較した。

3 Results and Discussion

3.1 外層の加熱を無視したときの 400 年後の様子

まずは外層の加熱を考えず、外層の剥離のみを行った場合に、生き残った伴星が 400 年後どのような状態になっているかを考える。

図 1 は 400 年後の HR 図上での生き残り伴星の位置を表している。緑の線は $1M_{\odot}$, $Z = 0.01$ の星が質量剥離を受けない場合の通常進化 (ゼロ年齢主系列から赤色巨星まで) を表している。点の色の違いがコア質量 M_c の違いを表している。図よりコア質量の小さいモデルほど HR 図上の右下に位置し、暗いモデルになっていることが分かる。

点の形は剥離後の外層質量 M_{env} の違いを表しており、四角が最も外層質量の大きい (剥離の程度が小さい) モデル、三角が最も外層質量の小さい (剥離の程度が大きい) モデルになっている。外層質量の大きなモデルは、図の右側の赤色巨星の領域に位置する。一方で、外層質量の小さなものでは図の左側の白色矮星の領域に位置している。このことから、外層質量が小さい (剥離の程度が大きい) ほど、星の半径が小さくなり白色矮星に近づくことが分かる。

3.2 外層の加熱を無視したときの SNR 0509-67.5 との比較

外層の加熱を考えないときの 400 年後の伴星モデルの V バンド等級と、SNR 0509-67.5 の観測限界を比較することで、この超新星残骸において生き残り伴星がいる可能性を検証する。

図 2 は 400 年後の生き残り伴星の V バンド等級を等高線で表したものである。黒い点は計算したモデルの位置 (M_c, M_{env}) を表しており、左下が M_c, M_{env} の小さいモデルを表す。

オレンジの実線が $M_V = +8.4$ にあたり、SNR 0509-67.5 の観測限界に対応する。この線よりも左

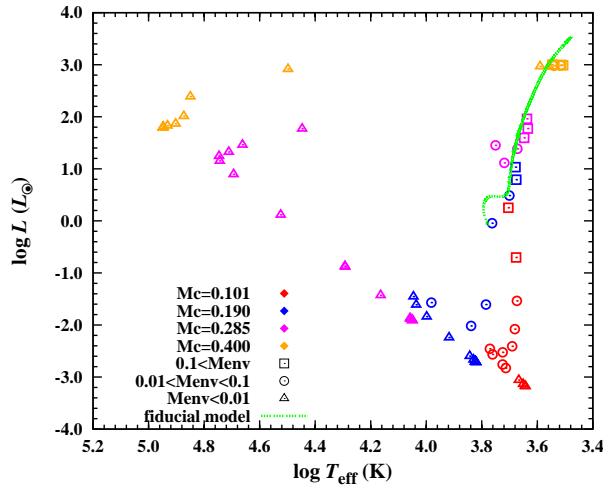


図 1: 400 年後の生き残り伴星の HR 図上での位置。外層の加熱の効果は入っていない。質量の単位はすべて M_{\odot} である。

下が観測限界より暗い領域を表す。この線に注目すると、 $M_c \lesssim 0.3M_{\odot}$ では観測限界より暗くなる可能性があることが分かる。そしてある M_c に注目すると、 $M_c = 0.19M_{\odot}$ では $M_{env} < 0.02M_{\odot}$ のとき、 $M_c = 0.10M_{\odot}$ では $M_{env} < 0.1M_{\odot}$ のときに観測限界より暗くなることが分かる。

ここで、この図の結果は外層の加熱を無視しているため、加熱を考えると各々のモデルがもっと明るくなる可能性がある。つまり、この図では観測限界を下回っているモデルでも、外層の加熱によって観測限界より明るくなる可能性があることに注意が必要である。

3.3 外層の加熱を考えたとき SNR 0509-67.5 との比較

外層の加熱により、伴星モデルの光度が変化することをを用いると、 $M_V = +8.4$ の観測限界に対応する $E_{dep,crit}$ を求めることができる。 $E_{dep} < E_{dep,crit}$ のときはこの観測限界では見つからず、 $E_{dep} > E_{dep,crit}$ のときは見つかる可能性がある。すなわち、SD シナリオがこの超新星残骸について適用できるためには $E_{dep} < E_{dep,crit}$ である必要がある。

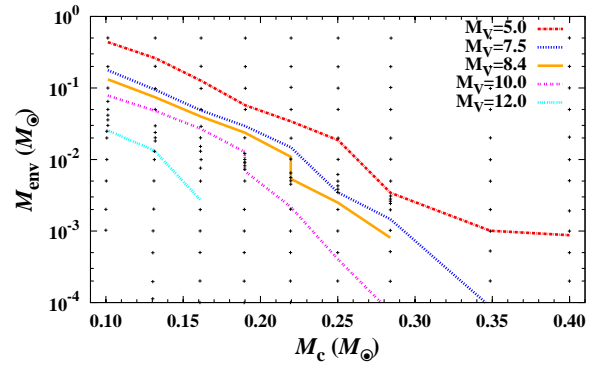


図 2: 400 年後の生き残り伴星の V バンド等級 M_V を等高線で表現したもの。オレンジの線が SNR 0509-67.5 の観測限界に対応する。

今回は図 2 において観測限界より暗くなるモデルの一部に対してエネルギー注入を計算し、 $E_{dep,crit}$ を求めた。具体的に計算したのは、 $M_c = 0.13, 0.19M_{\odot}$ のそれぞれのモデルの $M_{env} = 1 \times 10^{-2}, 1 \times 10^{-3}, 1 \times 10^{-4}M_{\odot}$ という 3 つの場合で、合計 6 つの場合である。

表 1 が各モデルに対する $E_{dep,crit}$ である。同じ M_c のモデルを比較すると、 M_{env} が大きいモデルほど $E_{dep,crit}$ が大きくなっていることが分かる。これは、 M_{env} の増加に伴い外層の束縛エネルギーが大きくなり、外層を膨らませるために必要なエネルギーが大きくなるためと考えられる。また、同じ M_{env} のモデルで比較すると、 M_c が小さいほど $E_{dep,crit}$ が大きくなっている。

表 1: 6 つのモデルでの $E_{dep,crit}$

$M_c (M_{\odot})$	$M_{env} (M_{\odot})$	$E_{dep,crit} (\text{erg})$
0.132	1×10^{-2}	1.1×10^{46}
0.132	1×10^{-3}	1.1×10^{45}
0.132	1×10^{-4}	6.4×10^{44}
0.190	1×10^{-2}	3.9×10^{45}
0.190	1×10^{-3}	1.0×10^{45}
0.190	1×10^{-4}	1.2×10^{44}

4 Conclusion

我々は今回、SD シナリオにおいて生き残った伴星の進化について、超新星爆発の影響を考慮に入れて計算した。爆発前の伴星は $1M_{\odot}$, $Z = 0.01$ の赤色巨星であるとし、計算には恒星の進化コードを用いた。超新星爆発の影響を外層の剥離と剥離後に残った外層の加熱の二つの効果でモデル化し、剥離後の外層の質量 M_{env} と残った外層に注入したエネルギー E_{dep} をフリーパラメータとした。また、爆発時の He コア質量 M_c もフリーパラメータとした。この伴星のモデルの進化を SNR 0509-67.5 の観測結果と比較するために、この超新星残骸の年齢である 400 年間の進化を追った。この超新星残骸では V バンド等級 $M_V = +8.4$ の観測限界で伴星が見つからなかった。

外層の加熱を無視した場合、すなわち $E_{\text{dep}} = 0$ の場合、 $M_c \lesssim 0.3M_{\odot}$ の場合にこの観測限界より暗くなる可能性があることが分かった。特に、 $M_c = 0.19M_{\odot}$ では $M_{\text{env}} < 0.02M_{\odot}$ のとき、 $M_c = 0.10M_{\odot}$ では $M_{\text{env}} < 0.1M_{\odot}$ のときに観測限界より暗くなることが分かった。

$E_{\text{dep}} = 0$ で観測限界より暗くなるモデルでも、外層に加熱が起こると明るくなってしまう。この効果を用いて、観測限界に対応する限界エネルギー注入量 $E_{\text{dep,crit}}$ を求めることができた (表 1 を参照)。 $E_{\text{dep}} < E_{\text{dep,crit}}$ の場合は今回の観測限界で見つからなくなる。

以上のようにして、今回は SNR 0509-67.5 を SD シナリオで説明するための条件を計算した。爆発の ejecta と伴星の衝突を流体計算することで、今回求めた $M_{\text{env}}, E_{\text{dep}}$ の条件が実現可能であるかどうか分かる面白いであろう。

Schaefer & Pagnotta 2012, Nature

Marietta, Burrows & Fryxell 2000, ApJS

Suda & Fujimoto 2010, MNRAS

Acknowledgement

基礎物理学研究所 (研究会番号: YITP-W-15-04) 及び国立天文台からのご支援に感謝いたします。

Reference

Whelan & Iben 1973, ApJ