

すざく衛星で探る超新星残骸 3C 397 の鉄周辺元素組成

菅原 隆介 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

我々は X 線天文衛星「すざく」を用いて超新星残 3C 397 の観測を行い、鉄周辺元素の探査を行った。スペクトル解析の結果、今まで発見されていた Cr、Mn の他に Ni の輝線を発見した。X 線スペクトルのフィッティングを行ったところ、全体のスペクトルは爆発噴出物 (ejecta) 由来の電離非平衡プラズマ二成分と星間物質由来の電離平衡プラズマ一成分で記述できた。Ejecta では Si や Ar などに比べて Fe 周辺元素のアバundanceが高いことが判明した。それら元素の中でも Mn、Ni が特に多く、Mn/Fe、Ni/Fe 質量比はともに太陽組成の 4~5 倍であった。その高い Fe アバundanceから、3C 397 は Ia 型超新星に由来するものである可能性がある。

1 Introduction

宇宙に存在する Fe やその周辺元素はほとんどが Ia 型超新星に由来するものである。白色矮星 (White Dwarf : WD) に質量が降着し Chandrasekhar 質量を超えると、WD 内部で核融合反応が暴走する。WD の主成分である O、Ne、Mg の燃焼により Si、S などが合成され、最終的に最も安定な核である Fe56 とその周辺元素まで合成される。したがって Cr、Mn、Ni などを含む Fe 周辺元素の組成は爆発前の星の内部状態を反映していると考えられる。

例えば Ia 型超新星においては Mn/Cr 質量比が親星の金属量と相関するというシミュレーション結果があり (Badens et al. 2008(1))、これらの元素は超新星の爆発メカニズムや元素合成について知る上で重要な意味を持つ。

しかし、Cr、Mn や Ni などは Fe に比べて合成量が少なく、個別の超新星残骸 (Supernova Remnant : SNR) について組成量を測定された例は非常に少ない。Cr は Tycho (Ia) などを含め 8 天体、Mn は 6 天体、そして Ni は Kepler (Ia)、W49B (CC) の二天体からしか見つかっていない (Yang et al. 2013(2))。さらに、Fe とこれら 3 つの元素の組成量を調べた例は今まで Kepler (Park et al. 2013(2)) の一例のみである。

我々は X 線天文衛星「すざく」によって観測された SNR 3C 397 のデータ解析を行った。この天体は非常に強い Fe 輝線をもち (Safi-Harb et al. 2005(4))、

Fe 周辺元素を調べるのに適していると考えからである。そして SNR を構成するプラズマの状態とその元素組成について調べた。

2 Observation

解析にはすざく衛星に搭載されている X 線 CCD カメラ (X-ray Imaging Spectrometer : XIS) のデータを用いた。XIS は三台の表面照射型 CCD (XIS 0、2、3) と一台の裏面照射型 CCD (XIS 1) の計四台で構成され、現在は XIS 2 を除く三台が稼働している。

すざくの表面照射型 CCD は 5 keV 以上のエネルギー帯で高い感度を持ち、バックグラウンドも少ないためこれらの元素の特性 X 線を捉えるのに非常に適している。解析には XIS 0、1、3 のデータを用いたが、スペクトルは XIS 0 と 3 のデータを足したものを表示している。アバundanceは Anders & Grevesse (1989)(5) の太陽組成を元にしてしている。

3 Analysis

3.1 3.0–10.0 keV band

すざく XIS による 3–10 keV の 3C 397 のスペクトルを図 1 に示す。Ar、Ca、Cr、Mn、Fe 輝線を確認し、さらにそれに加えて Fe よりも高いエネルギーに新しく輝線を発見した。

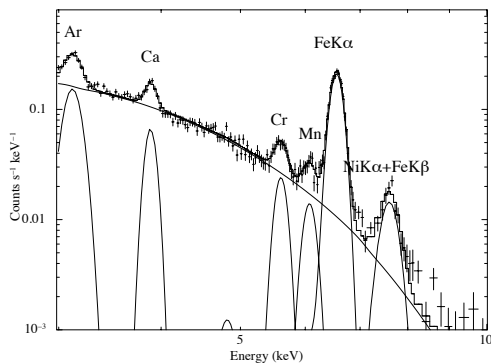


図 1: 3C 397 の 3-10keV のスペクトル。Ar、Ca、Cr、Mn、Fe のほかに 7.6 keV に輝線が見える。

まずはスペクトルを制動放射の連続成分と Gaussian でフィットした。そのときの各輝線の輝線エネルギーや flux を表 1 にまとめた。エラーは 90 % Confidence の値である。

見つかった輝線のエネルギーは 7.6 keV で、10 σ 以上の高い有意度で検出された。この輝線はエネルギーから Fe K β 、または Ni K α 輝線であると考えられる。また、Ar と Ca の輝線の広がり が ~ 30 eV であるのに対し、Cr-Ni の輝線は >50 eV と有意に広がっていることが分かった。

次に同じバンドをプラズマモデルを用いてフィッティングを行った。アバundanceを調べるにはプラズマの温度や電離度のパラメータを知ることが必要だからである。まず、Fe 周辺バンドを単純な一成分のプラズマでフィットしたところ、Fe 輝線の広がりを説明することができなかった。超新星残骸におけるこのような輝線の広がり の原因には

1. ドップラー効果
 2. 異なる電離状態の輝線の重ね合わせ
- の二つが考えられる。

3.2 0.8–10.0 keV band

輝線の広がりの起源を探るため、まず始めにドップラー効果モデルで 0.8–10.0 keV のフィッティングを行った。これは温度、電離度、アバundanceをリンクさせた二つの電離非平衡プラズマモデルを同じ速度で redshift、blueshift させたものである。その結果、このモデルでは S より下の輝線を再現でき

表 1: Fe 周辺元素輝線のパラメータ

	E (keV)	σ (eV)	Flux (10^{-5} /s/cm 2)
Ar	3.12 \pm 0.01	29 (31–56)	11.7 (10.3–12.8)
Ca	3.89 \pm 0.01	27	2.8 (2.5–3.2)
Cr	5.60 \pm 0.02	56 (74)	1.3 (1.1–1.6)
Mn	6.09 \pm 0.03	77 (15–136)	0.9 (0.7–1.2)
Fe	6.56 \pm 0.01	80 (74–83)	15.6 (15.1–16.1)
Fe K β , Ni K α	7.58 \pm 0.04	173 (202)	2.5 (2.1–2.9)

ないことが分かった。S よりも下のバンドにももう一つプラズマ成分を追加してもフィットは改善しなかった ($\chi^2 = 2.28$: 図 2)。

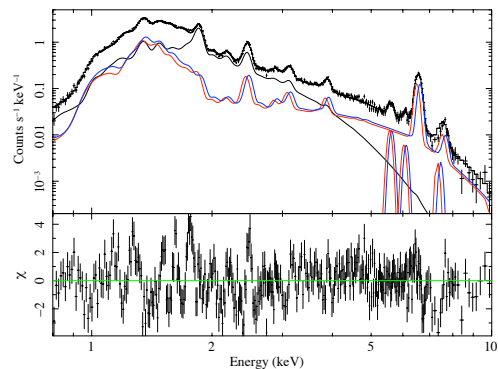


図 2: Doppler モデルによる 3C 397 のスペクトルフィッティング結果。赤が redshift、青が blueshift した ejecta。黒が星間物質由来の成分。

次に温度、電離状態、アバundanceの異なる二種類のプラズマを用いてフィッティングを行った。すると Fe 輝線周辺は Fe と Ni の多い高温低電離 (赤)、高温低電離 (青) の電離非平衡プラズマ二成分でうまく記述できた。さらに $Z=1$ の電離平衡プラズマ ($k_b T = 0.46$ keV : 黒) を加えることで全バンドのスペクトルを再現できた ($\chi^2 = 1.35$: 図 3)。

高い Fe アバundanceから二つの電離非平衡成分は ejecta 由来だと考えられる。電離平衡成分のアバundanceは $Z=1$ で再現できることから、これは星間物質由来であろう。2 つの ejecta 成分のパラメータを表 2 に示す。

Cr 以上の輝線に星間物質はほとんど寄与せず、大半が ejecta に由来するものであった。また、高電離 ejecta 成分は Ni アバundanceが Fe の ~ 10 倍近くと

いう非常に高い値であった。得られたプラズマの温度と電離度では、Ni $K\alpha$ は Fe $K\beta$ のエネルギーとほぼ同じで ~ 7.6 keV あり、CCD の分解能 (~ 150 eV) では分離できない。さらに、Yamaguchi et al. (2013)(9) によると現在のプラズマコードには Fe $K\beta$ の不定性が報告されているので、その見積もり行う。

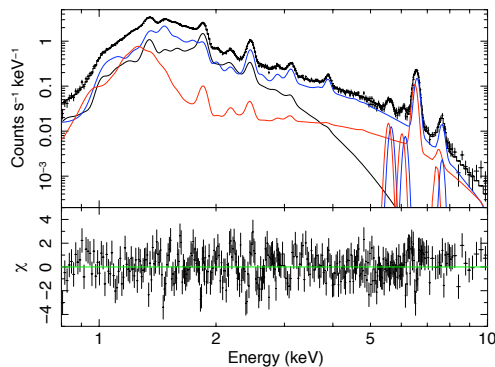


図 3: 3C 397 のスペクトルフィッティング結果。ejecta 由来の電離非平衡成分 (赤、青) と星間物質由来の電離平衡成分 (黒) で記述できた。プラズマモデルに入っていない Cr $K\alpha$ 、Mn $K\alpha$ 、Fe $K\beta$ は別に Gaussian を加えた。

Ejecta 成分の電離度から Fe の電離状態を調べると主に Ne-like から B-like (Ne-like は電子が 10 個、B-like は電子が 5 個付いている状態) で占められていることがわかった。この電離状態では Fe $K\alpha$ に対する Fe $K\beta$ の flux 比は 1~4% 程度であり、Fe $K\alpha$ 輝線に対する 7.6 keV 輝線の flux 比 15 % を説明できない。したがってこの 7.6 keV の輝線はほとんどが Ni からの寄与であり、Fe に対する高いアバンダンスを持っていると考えられる。

4 Discussion

4.1 Distance and mass

モデルフィットからは天体までの距離と ejecta の質量を見積もることもできる。スペクトルの吸収から、天体までの水素柱密度 $N_H = 2.46$ (2.40 - 2.51) 10^{22} cm^{-2} が求められ、これを赤外線吸収の距離/吸収のグラフ (Marshall et al. 2006(8)) と比較し、距離を求めた。その結果、太陽からの距離は

表 2: Ejecta 成分のパラメータ

	Ejecta1	Ejecta2
$k_b T$ (keV)	1.76 (1.64-1.84)	3.67 (3.40-4.04)
$n_e t$ (10^{10} s/cm $^{-3}$)	12.2 (10.7-14.0)	2.15 (2.01-2.31)
Ne (solar)	2.84 (0.38-6.16)	1 (fix)
Mg (solar)	5.07 (4.30-6.07)	1 (fix)
Si (solar)	0.85 (0.69-1.03)	1 (fix)
S (solar)	1.69 (1.50-1.97)	1 (fix)
Ar (solar)	1.89 (1.62-2.29)	1 (fix)
Ca (solar)	2.61 (2.20-3.27)	1 (fix)
Fe (solar)	5.69 (4.73-7.24)	48.4 (35.3-76.13)
Ni (solar)	56.4 (48.2-71.7)	73.1 (20.0-140.0)

7.0 (6.8-7.2) kpc であった。これから質量を計算すると $M = 5.0 \times f^{0.5} d_7^{2.5} M_\odot$ (f は体積充填率、 d_7 は 7 kpc で規格化した距離) であった。

4.2 Abundance Pattern

Analysis のフィッティングによって二つのプラズマ成分に対してアバンダンスが得られた。しかし、重要なのは各プラズマ中のアバンダンスではなく、超新星で合成されたアバンダンスである。

それを計算するため、まず始めに放射強度から二つの ejecta 成分の質量比を求めた。次に各成分に質量比の重み付けをしてアバンダンスを足し、合成された元素のアバンダンスを見積もった。Ar に対して規格化したアバンダンスを図 4 に示す。赤破線は Ia 型の理論モデル (W7: Iwamoto et al. 1999(6)) であり、青破線は 15 太陽質量の重力崩壊型の理論モデル (Woosley & Weaver 1995(7)) である。

Ar に対して Fe 周辺元素のアバンダンスが非常に高く、特に Mn、Ni は Fe のさらに 5 倍という非常に高い値である。このように高い Fe アバンダンスは Ia 型超新星を示唆する。Ne、Mg も高いアバンダンスを示しているが、これは Fe と Ni の L 輝線の不定性によるものである可能性がある。これは上で求めた ejecta 質量 $\sim 5 M_\odot$ とは大きく矛盾はしない。

また、Chandra 衛星の観測によると (Safi-Harb et al. 2005(4)) 中性子星などコンパクト天体の存在は報告されていない。

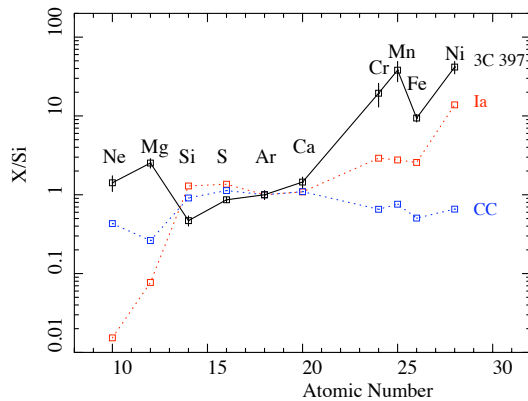


図 4: Ejecta のアバダンスパターン

スペクトルフィッティングによって得られたアバダンスを、すでに Cr、Mn、Ni の組成を測られている Kepler (Park et al. 2013(3)) と比較した。その結果を表 3 に示す。

表 3: Kepler と 3C 397 の元素組成比較

	Mn/Cr (Mass)	Ni/Fe (Mass)
Kepler	0.77 (0.46–1.30)	0.06 (0.04–0.10)
3C 397	0.84 (± 0.16)	0.15 (± 0.03)

Mn/Cr は Kepler に対して若干高いものの、エラーの範囲では一致する。Ni/Fe は kepler \sim 0.06、それに対し 3C 397 は \sim 0.15 と 2 倍以上異なる。Ni は SNR 以外の場所でも観測が行われおり、例えば銀河中心では Ni/Fe = 0.05–0.10 (Koyama et al. 2007(10))、Coma cluster では Ni/Fe = 0.03–0.08 (Matsushita et al. 2013(11)) であり、いずれも Kepler と同程度である。

このことから、3C 397 は爆発時に Ni が過剰に合成されたと考えられる。Fe と Ni は原子番号が近く、作られる場所も時間もほぼ同じと考えられていたが、実は天体によってその比率が大きく変わりうることが明らかになった。

Reference

- [1] Badenes et al. 2008 ApJ, 680, 33
- [2] Yang et al.2013 ApJ, 766, 44

- [3] Park et al. 2013. ApJ, 767, 10
- [4] Safi-Harb et al. 2005 ApJ, 618, 321
- [5] Anders & Grevesse GeCoA, 53, 197
- [6] Iwamoto et al. 1999. ApJ, 767, 10
- [7] Woosley & Weaver ApJS, 101, 181
- [8] Marshall et al.2006 A&A, 453, 635
- [9] Yamaguchi et al. 2013 in prep
- [10] Koyama et al. 2007. PASJ, 59, 245
- [11] Matsushita et al. 2013 ApJ, 680, 33