

# 「すざく」が見た若い Ia 型超新星残骸



山口 弘悦

〈理化学研究所 牧島宇宙放射線研究室 〒351-0198 埼玉県和光市広沢 2-1〉

e-mail: hiroya@crab.riken.jp

白色矮星の爆発的核融合によって起こる Ia 型超新星は、さまざまな重元素の生成源として非常に重要な役割をもちます。筆者は X 線天文衛星「すざく」を用いて SN1006 をはじめとするいくつかの Ia 型超新星残骸 (SNR) を観測し、どの SNR においてもケイ素などの元素と比べて鉄の電離が進んでいないことを明らかにしました。この事実は、重い元素 (鉄) が軽い元素 (ケイ素など) よりも星の深いところで生成されたことを意味します。また、「すざく」は Tycho SNR からクロムやマンガンの微弱な輝線を初めて検出しました。特にマンガンは Ia 型 SNR から発見された初めての奇数質量数元素です。このような元素の生成量は、親星にもともと含まれていた重元素量に依存すると考えられます。

## 1. はじめに

われわれの身の回りにはさまざまな元素は、宇宙の創生時から存在したわけではありません。ビッグバン直後の宇宙には、水素とヘリウム (と、ごく少量のリチウム) 以外の元素は存在しませんでした。炭素や酸素、鉄など、ヘリウムよりも原子番号の大きいすべての元素を「重元素」と呼びますが、これら重元素はそのほとんどが恒星内部の核融合で生成されたものです。生成された重元素は、主に超新星爆発によって宇宙空間にまき散らされます。ビッグバン以降の長い歴史の中で星の輪廻転生が繰り返され、重元素の豊富な今の宇宙が形成されたというわけです。われわれがこうやって生きていられるのも、星たちが生命の存続に不可欠なたくさんの元素を作ってくれたおかげなのです。元素合成は星の進化段階だけでなく、超新星爆発のまさにその瞬間にも活発に行われます。したがって宇宙の化学進化史を説明するためには、超新星の詳細な爆発機構や、それに伴う元素生成過程をきちんと理解しなければなりません。

そのうえで必要不可欠なのは、実際に生成された重元素を直接観測し、その量や分布を正しく知ることです。確立された調査手法は主に二つあって、一つは超新星爆発そのものの観測です。爆発直後の超新星は、銀河一つ分にも匹敵する光を放ちます。これは、爆発時に生成された大量のニッケル-56 (安定に存在できるニッケル-58 の同位体) がコバルトを経て鉄に崩壊する際、ガンマ線が発せられ外層部のガスを熱化するためです。この熱放射は主に可視光帯域で輝き、表層部のガス中に含まれる元素によって特定の波長で吸収を受けます。そのため可視光スペクトルの観測によって、生成元素の情報を得ることができます。近年では「すばる」をはじめとする可視光望遠鏡の高い感度のおかげで、比較的遠方の超新星からも詳細なスペクトルが得られるようになりました。また、年間で数百個もの超新星が確認できるのも、可視光観測のメリットです。しかしながら爆発直後は密度がとても高いため、吸収線による元素の情報を得られるのは光学的に薄い星の外層部に限定されます。内側の元素組成も知るためには、外層の膨張に合わせて何度も何度も繰り返し観測し

なければなりません。

一方、生成元素に関する情報は、超新星残骸 (supernova remnant, 以下 SNR) の観測によっても得ることができます。後でまた詳しく説明しますが、爆発によって放出された重元素は星間物質との相互作用によって自らが数百から数千万度の高温プラズマとなるので、熱的 X 線 (熱運動をする自由電子と陽イオンの相互作用による制動放射 X 線, およびイオンからの輝線) が放射されます。また、プラズマはとても希薄なため、残骸全体に含まれる重元素からの輝線スペクトルを一度に観測できるのです。これが、超新星観測にはない、SNR の大きなアドバンテージです。特に X 線帯域には炭素や酸素などの軽いものからカルシウムや鉄など重いものに至る主要な重元素の K 殻輝線 (外殻の電子が最内殻に落ち込む際に放射される特性 X 線) が含まれるため、これらの輝線のエネルギーや強度を解析することで元素の電離状態や存在量を直接測定できます。そこで本稿では、日本が打ち上げた最新の X 線衛星「すざく」を用いた SNR 観測によって得られた、超新星の元素合成に関するいくつかの重要な成果を紹介したいと思います。

## 2. 白色矮星の巨大核爆発, Ia 型超新星

超新星爆発と聞いて皆さんが真っ先に思い浮かべるのは、大質量星の重力崩壊ではないでしょうか。恒星の中心部で鉄ができるまで元素合成が進んだのちに光分解反応が起こり、星が自分自身の重力を支えきれなくなって崩壊するタイプの超新星爆発です。解放された重力エネルギーによって大量のニュートリノが放出されることや、爆発後に中性子星やブラックホールを残すことでも有名です。しかしながら、このような爆発を起こせるのは太陽より約 10 倍以上重たい星に限られます。では、それより軽い星はどうなるのでしょうか？ 太陽の 3-8 倍程度の質量をもつ星は、ヘリウム燃

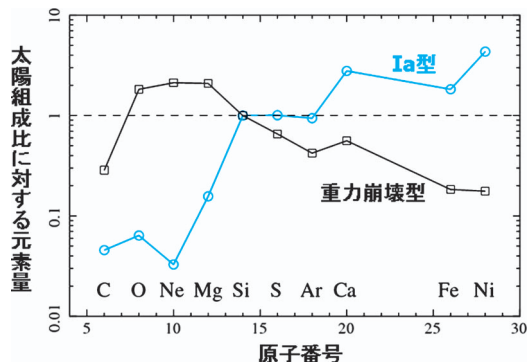


図1 重力崩壊型(黒)および Ia 型超新星(青)における典型的な重元素組成比. 縦軸は、ケイ素に対する各元素の存在比が太陽組成の何倍かを示す。

焼によって炭素や酸素が生成されると核融合が停止します。その後、水素とヘリウムの外層部は星風によって吹き飛ばされ、最終的にほとんど炭素と酸素だけで構成される白色矮星になります。このとき星の質量は太陽と同程度、半径は地球と同程度であり、電子の縮退圧によって支えられています。このままだと星はしだいに光を失い、誰からも忘れ去られた孤独な人生を送ることになるのですが、もしも連星系をなす場合、相方さんから質量をもらってさらに成長できます。やがて炭素 + 酸素コアの質量が太陽の 1.4 倍程度になると、縮退圧で自身を支えきれなくなり星の中心から爆発的核融合が始まります。このときの膨大な核反応エネルギーが星全体を木々端微塵に吹っ飛ばしてしまう、これが「Ia 型」と呼ばれる、重力崩壊とは全く異なるメカニズムによる超新星爆発です。Ia 型の超新星爆発ではブラックホールなどの中心天体が残ることもありません。また核融合によって星の質量の約半分 (0.7 太陽質量) がニッケルに変わり、爆発後の崩壊によって鉄になります。図 1 は、重力崩壊型および Ia 型超新星によって生成される元素の典型的な組成比 (理論モデルの一例<sup>1),2)</sup> を示しています。重力崩壊型では酸素やネオンなどの軽い元素が多く放出されるのに対し、Ia 型ではケイ素やカルシウム、鉄などの重

い元素が多く作られている様子がわかります。つまり Ia 型超新星は、われわれにとって馴染み深い、これらの重元素の生成現場として重要な役割をもつわけです。また、Ia 型超新星は明るさがほぼ一定なため、宇宙の「標準光源」として距離の測定に用いることができます。これによって宇宙が加速膨張している証拠も得られています<sup>3)</sup>。

ところが、このように重要度の高い天体現象であるにもかかわらず、いまだに詳細な爆発機構が解明されていません。例えば爆発時の核燃焼がどのように始まり、どのように進むのか、それによってどのような元素の組成・分布を生み出すのか、などなど。先ほど「明るさがほぼ一定」と言いましたが、実際はわずかなばらつきがあることが知られています。が、その理由もわかっていません。また、爆発前の星が存在した環境（例えばもともとそこにあった星間物質中の重元素の量）が爆発機構に何らかの影響を及ぼすかどうか、興味のもたれる課題です。これらの問題点を踏まえた爆発モデルの検討は、今のところ理論シミュレーションによる研究が先行する形で進められています。しかしながら、いくつもの異なるモデルが存在するのに加え、それらはいずれも多くの仮定の上に成り立っており、解明の決定打は得られていません。観測によって元素の組成を詳細かつ系統的に調べることが強く求められています。

### 3. 超新星残骸の進化

ここで、SNR の進化過程について簡単におさらいしておきたいと思います。超新星が爆発すると、爆発時に生成された元素たちは数千から 1 万キロ/秒程度の速度で星間空間に飛び出します。これを爆発噴出物「イジェクタ」と呼びます。飛び出したイジェクタは、周りの星間物質をかき集めながら広がっていきます。最初の 100 年ぐらいは、かき集められた星間物質の質量がイジェクタの質量に対して十分小さいため SNR はほとんど自由膨張できますが、だんだんと星間物質の質量

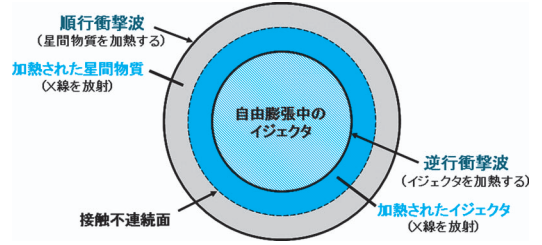


図2 若い超新星残骸の概略図。

が無視できなくなり減速を始めます。この減速は、マクロな運動エネルギーが熱エネルギーに変換されたことを意味します。つまり、イジェクタは星間物質との相互作用によって加熱され、X線を放射できるような高温プラズマになるわけです。図2に、このような段階にあるSNRの概略図を示します。年齢にして大体数百年から数千年のSNRが、こんな状態になっていると思ってください。この時期のSNRには二つの衝撃波面が存在しており、外側が順行衝撃波、内側が逆行衝撃波と呼ばれています。前者は星間物質をはき集めて加熱するので、その内側の星間物質からX線が放射されます。一方、後者は減速した外側のイジェクタが後からきた内側のイジェクタによる追突を受けているところです。この追突によって高温プラズマが形成されるので、逆行衝撃波よりも外側でイジェクタはX線を出すことができます。逆行衝撃波はしだいにSNRの中心に向かって後退していき、最終的にはすべてのイジェクタが加熱されます。

さて、一般にSNRからは、上述のように星間物質とイジェクタの両者からのX線が観測されます。そしてSNRの年齢が高くなるほど集められた星間物質の量が多くなっていくので、だんだんと星間物質からのX線放射が強くなります。したがって超新星が生成した元素について詳しく調べたい場合、イジェクタからの放射が卓越する若いSNRが観測対象として最適なのです。というわけで次章以降では、代表的な若いIa型SNRであるSN1006とTycho SNRの観測結果について述べて

いきます。いずれもわれわれが住んでいる天の川銀河内の SNR で、爆発の記録が残されているため年齢がはっきりとわかっているものです。

#### 4. 「すざく」による SN1006 の観測<sup>4)</sup>

SN1006 はその名のとおり、1006 年に爆発した（もちろん正確には「爆発が地球上で観測された」と言うべき）星の残骸です。爆発の記録は主に東洋を中心として各地に残されており、日本では陰陽師として有名な安倍晴明の次男にあたる安倍吉昌がリアルタイムで観測し、記録に残しました。残念ながら父親の晴明さんは、その前年にお亡くなりになられたそうです。このときのオリジナル記録は今では残っていませんが、爆発の約 200 年後に有名な歌人の藤原定家が自身の日記「明月記」に過去の記録をまとめており、爆発したときの様子を知ることができます。いわく、「旧暦の 4 月 2 日におおかみ座のあたりに突然現れ、連夜明るく輝いていた」とのことです。

さて、私は Ia 型 SNR に関する系統的研究の第 1 歩目として SN1006 を選びました。その理由は年齢が若いことに加えて距離が約 7,000 光年と比較的近くにあるため、イジェクタからの強い放射が期待できたからです。さらに、銀緯が約 15 度と銀河面から離れたところに位置するため星間吸収を受けにくく、酸素などの輝線を含む低エネルギー X 線の検出が容易だからです。（次章で述べる Tycho SNR なんかは銀河面近くに位置するため、酸素輝線は吸収されてほとんど見えません。）と、実のところここまでは表向きの大義名分でした。本当は最初からそういうつもりで SN1006 に立ち向かったわけではありませんでした。SN1006 というと「すざく」の先代にあたる「あすか」によって、初めて衝撃波面からのシンクロトロン硬 X 線が発見された SNR です<sup>5)</sup>。これは SNR が高エネルギー宇宙線の加速源であることを明らかにした非常に有名な成果です。この発見があったためか、SN1006 はしばしば宇宙線加速

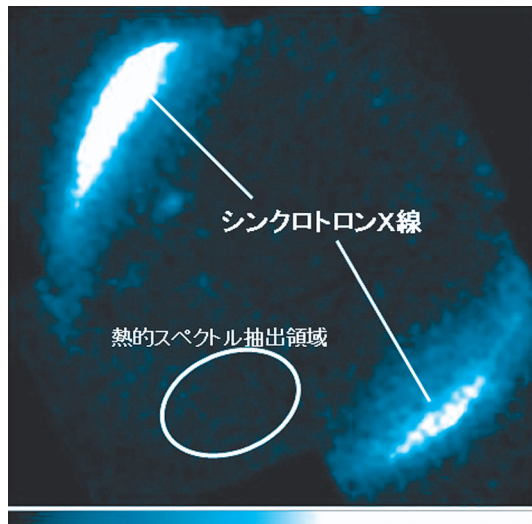


図3 「すざく」による SN1006 の硬 X 線（2-5 キロ電子ボルト）イメージ。白枠は図4および5のスペクトル抽出領域を示す。

研究の代表格みたいな SNR として扱われています。実際、当初は私も「シンクロトロン X 線のスペクトルで何か新しいことが言えないかな」と思い、この SNR の解析を始めました。純粋なシンクロトロン X 線成分を切り出すためには、それに埋もれた熱的成分の寄与を正確に見積もらなければならない。そう思って熱的スペクトルをデータから抜き出してきて眺めた瞬間、なんじゃこれは！ とひっくり返りました。それ以来、もともとの目的だったシンクロトロンはどうでもよく…はなっていないですが、熱的スペクトルの面白さにハマってしまったというわけです。それではいよいよ、そのスペクトルをお見せしたいと思います。

図3は、「すざく」による SN1006 の硬 X 線イメージ、つまりシンクロトロン X 線放射の強度分布を示します。ご覧のとおり北東端（左上）と南西端（右下）で硬 X 線が明るいことがわかります。このような領域のスペクトルをもってきても、熱的スペクトルは強いシンクロトロンに埋もれてしまうため、その詳細を調べることはできません。そこで筆者は、シンクロトロンがあまり目立たない南東部（だ円で示した領域）からスペク

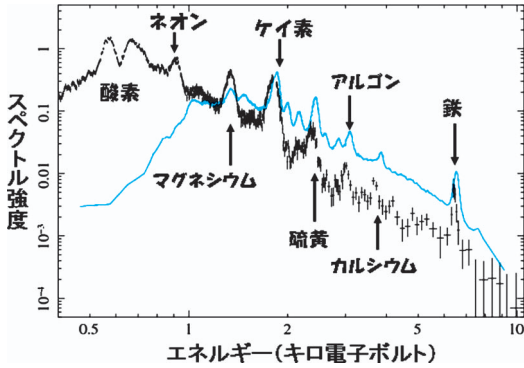


図4 「すざく」によるSN1006南東部のスペクトル。比較のため重力崩壊型SNRカシオペアAのスペクトルを示す(青実線)。

トルを取り出しました。それが図4です。図中に示したように、酸素から鉄に至るさまざまな輝線がとてもきれいに検出されています。

実はこのSN1006、以前からちょっとした問題が指摘されていました。それは、このSNRが2章で述べたように鉄を大量生産するIa型超新星の残骸であるにもかかわらず、「あすか」やChandra, XMM-Newtonなど、過去のX線衛星による観測では一度も鉄が検出されていなかったことです。これらの衛星に対してわれらが「すざく」は、特に鉄輝線を含む硬X線帯域(5キロ電子ボルト以上)において、高い感度と分光能力、極めて低いバックグラウンドレベルを誇ります。「あまり認識されていないが、このバンドでの性能こそが「すざく」最大の武器なのだ」は、筆者の恩師がよく口にされていた言葉です<sup>6)</sup>。このような優れた能力のおかげで、初めてSN1006から鉄輝線が検出できたのです。アルゴンやカルシウムも初めてのことで、これらはとても画期的な結果となりました。

ですが、ここで喜ぶのは時期尚早でした。鉄が検出されたにはされたのですが、その強度が思ったより弱かったのです。比較のため図4に、典型的な重力崩壊型SNRであるカシオペアAのスペクトルを青線で示します。1キロ電子ボルト以下

のスペクトルは強い星間吸収を受けているため参考になりませんが、ケイ素と鉄の輝線に注目してください。二つのスペクトルの間で、これらの輝線の強度比がほとんど同じなのがわかります。図1を見るとケイ素に対する鉄の組成比はIa型超新星のほうが圧倒的に大きいので、その残骸であるSN1006からはカシオペアAよりもはるかに強い鉄輝線が観測されてもいいはずなのです。また多くのIa型SNRでは、スペクトルの1キロ電子ボルト周辺に強い鉄のL殻輝線群が観測されます。なのにSN1006ではそれも全く見えていません。はてさて、これらは一体どういうことなのでしょう。その理由を知るためには、さらに詳しくスペクトル解析をしなければなりません。

ここで再び図4をご覧ください。よく見るとSN1006のスペクトルでは、ケイ素よりも重い元素の輝線が、それぞれカシオペアAより少しエネルギーの低いところに出ていることがわかります。この事実は、SN1006におけるこれらの元素の電離状態がカシオペアAと比べて低いことを意味します。一般的に若いSNRでは数千万度程度のプラズマが形成されており、このような温度だと通常ほとんどの重元素がヘリウム状以上まで電離します。「ヘリウム状」とは外殻電子がすべてはがされてしまい、ヘリウム原子と同じように最内殻のみに電子が2個残された状態のことです。実際、カシオペアAのケイ素や鉄輝線の中心エネルギーを調べてみると、ヘリウム状イオンの実験値とぴったり一致することがわかりました。ケイ素に関しては、ヘリウム状輝線より少しエネルギーが高いところに水素状イオンからの輝線も見えています。また、次章で紹介するTycho SNRを含め、今までに詳しく観測されたとのSNRにおいても、ケイ素などのイオンはヘリウム状まで電離していることが知られています。ところがSN1006では、ケイ素はリチウム～炭素状程度、鉄に至ってはネオン～アルゴン状程度までしか電離が進んでいない(電子がはがされていない)こ

とがわかりました。これが、先述のように「スペクトルを見た瞬間にびっくりかえった」理由です。このようなスペクトルをこれまでに見たことがなかったのです。

どうしてこんなに電離が進んでいないのだろうか？ いろいろ考えてみると、その理由はSN1006が存在する場所が関係していることがわかりました。すでに述べたとおり、SN1006は銀緯15度程度と比較的高銀緯に位置します。天体までの距離と合わせると、銀河面から1800光年も離れていることとなります。星間物質密度は銀河面から遠ざかるほど低くなり、SN1006のいるあたりだと星間物質中には100立方センチメートルあたり4個程度の原子しか存在しないことが知られています<sup>7)</sup>。電離が進んでいないのは、この超高真空が原因でした。プラズマ中で電離が進むためには、高速で飛び回る自由電子が陽イオン（重元素）と何回も衝突しなければなりません。衝突を繰り返すことによって束縛された電子がどんどんはがされていくからです。ところがプラズマの密度が低いとこのような衝突がなかなか起こらないため電離が進みにくくなるのです。

一般にSNRのイジェクタが効率的に電離できるのは、SNRのサイズが小さい最初の頃だけに限られます。大きく成長した後だとそれだけ密度が低くなるからです。それでもほとんどのSNRでは何とかヘリウム状まで電離できるのですが、SN1006に限っては星間物質の密度があまりにも低かったため爆発後あっという間に大きくなり、電離がまともに進行しないうちにイジェクタがスカスカになってしまったというわけです。「先ほどの鉄輝線があまり強くなかった問題も、星間物質密度の低さがからんでいるのかも？」と思いはじめました。

以上のような状況を踏まえ、図4のスペクトルをプラズマモデルによって再現することを試みました。これを行うことで初めて、温度などのプラズマ状態や重元素の組成比を定量的に明らかにで

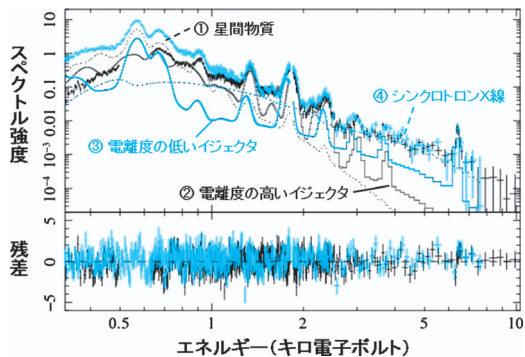


図5 SN1006南東部のスペクトルのモデルフィット結果。データ点の黒と青は、それぞれXISのFI-CCDおよびBI-CCDを示す。各モデル成分は以下のとおり。①星間物質（黒破線）、②電離度の高いイジェクタ（黒実線）、③電離度の低いイジェクタ（青実線）、④シンクロトロンX線（青破線）

きます。と言っても、この作業もそう簡単にできるものではありません。最も厄介なのは、3章で述べたようにわれわれが見ているスペクトルには星間物質とイジェクタ両方からのX線が混じっていることです。イジェクタの重元素組成を正しく求めるためには、これらの切り分けを適切に行わなければなりません。また、逆行衝撃波によるイジェクタの加熱・電離は一度に全部行われるわけではなく、外側のイジェクタから順番に加熱されていきます。イジェクタの密度は加熱される時期によって変わるので、プラズマはさまざまに異なる電離状態をもつこととなります。そこで、まずは各元素の輝線一つ一つに注目し、それぞれが主にどのようなプラズマ成分を起源としているのかを検討しました。詳しいプロセスを説明すると非常にマニアックになってしまうので、もし興味をもっていただけた方がいらっしゃれば筆者の論文<sup>4)</sup>を参照してください。結果だけ簡単に述べると、酸素やネオンなど軽い元素は主に「①星間物質」起源、ケイ素や硫黄は「②電離度の高いイジェクタ」と「③電離度の低いイジェクタ」の2成分、そして鉄は電離度の低いイジェクタ（③と

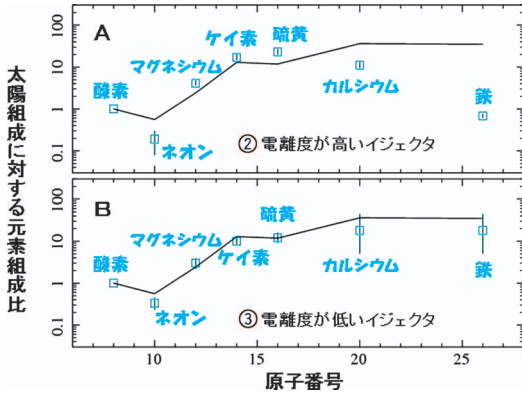


図6 電離度の高いイジェクタ (A) および低いイジェクタ (B) の重元素組成比. 実線は Ia 型超新星の理論モデル<sup>2)</sup>による星全体での組成比.

同一) を起源とすることがわかりました。また、1 キロ電子ボルト以上の連続スペクトルは、SNR の北東部などで強く見えているような「④シンクロトロン X 線」の寄与(ただし強度は弱い)と考えるのがもっともらしいとの結論に至りました。この考えに基づいてスペクトルを上記四つの成分で再現した結果が図5です。ご覧のとおり、広帯域の X 線スペクトルを複数のプラズマモデルによってうまく再現できています。

それでは、解析によって求められたイジェクタの重元素組成比を見てみましょう。イジェクタには高電離と低電離の2成分がありました。それぞれの組成比を示したのが、図6のAとBです。また、実線は図1と同じIa型超新星の標準的な理論モデル<sup>2)</sup>が予想する元素組成比を表します。まず高電離成分に注目すると、酸素から硫黄までの元素についてはモデルとよく似た組成比を示しますが、鉄はほとんど含まれていないことがわかります。一方の低電離成分は、すべての元素がモデルとよく一致しています。この結果は何を意味するのでしょうか。先にも述べたとおり、SNRの逆行衝撃波は外側に分布するイジェクタから順番に加熱していきます。したがってSNRの外の方にいるイジェクタはSNRのサイズがまだ小さい

ときに加熱を受けるので、密度が高いうちにそこそこ電離できます。また、加熱を受けた時点から現在までの時間も長いため、その分電離が進んでいるはずですが、これに対し、逆行衝撃波が内側のイジェクタまで到達する際にはSNRがもう少し大きくなっており、この段階で加熱を受けた元素はほとんど電離が進まないのです。つまり図6の結果は、「元素組成比はほぼ理論モデルの予想どおりであり、鉄が他の軽い元素よりもSNRの内側に分布する」ことを示しています。これが明らかになったことで、Ia型のSNRであるにもかかわらず鉄輝線があまり強くなかった理由も見えてきました。おそらく、生成された鉄の多くがSNRの中心近くに集中しているため、逆行衝撃波による加熱をいまだ十分に受けていないのでしょう。そのためX線を放射できるような高温プラズマになっておらず、鉄輝線が弱かったのだと考えられます。過去の文献をあたってみると、この解釈を裏づける傍証もすでに得られていました。SN1006の向こう側にあるキューサーの紫外線スペクトルから、ほとんど電離していない鉄による吸収線が検出されていたのです<sup>8)</sup>。これは、SNRの中心近くに分布する冷たい鉄によるものだと考えられます。

筆者はSN1006のほかにも、Tycho SNRや大マゼラン星雲のIa型SNR、0509-67.5やN103Bについても上記と同じようなプロセスで解析を行い、イジェクタの電離状態や組成比を調査しました。その結果これら全てのIa型SNRにおいて、SN1006と同様に鉄だけが低い電離状態にあり、高電離成分中での組成比が小さいことがわかりました。つまり、鉄が一般に中心集中することが示唆されます。カシオペアAやG292.0+1.8など、重力崩壊型SNRはときとして非対称な元素分布を示すことがあります<sup>9), 10)</sup>、どうやらIa型SNRでは共通して球対称できれいな層状構造が成り立っているようです。爆発時の元素合成過程において、星の内側ほど重い元素が生成されると

いうシナリオが支持されます。

### 5. 「すざく」による Tycho SNR の観測

この章では、Tycho SNR の深観測によって得られた「すざく」ならではの最新成果<sup>11)</sup>を紹介し、最後に今後の展望を述べておきたいと思います。

Tycho SNR とは、1572年にカシオペア座のあたりで爆発した Ia 型の SNR です。ケプラーの師匠にあたるティコ・ブラーエ (Tycho Brahe) によって爆発が観測されたため、このような名で呼ばれています。「周転円説 (修正天動説)」を唱えた人ですね。地球から約 7500 光年の距離にあり、X 線で非常に明るい天体の一つです。この SNR の鉄やケイ素に関する結果については前章の最後で述べたとおりですが、「すざく」はその優れた感度を活かしてさらに微弱な輝線をもとらえていました。図7に示したのが、そのスペクトルです。存在量にして鉄の 100 分の 1 程度しかない、クロムとマンガンの輝線のみごとに検出したのです。Ia 型であることがはっきりとわかっている SNR からこれらの元素が検出されたのは世界で初めてのことです。

この結果を聞いて個人的に驚いたのが、マンガンが意外と多く生成されていることでした。表1をご覧ください。過去に Ia 型 SNR から検出された重元素をまとめています。ざっと眺めて気づくのは、マンガンだけが質量数が奇数の元素であることです (偶数質量数の安定核をもたない)。その他の重元素のうち、酸素からカルシウムはヘリウム原子核の整数倍で構成される元素なので陽子と中性子が同数です。また、クロムと鉄は中性子が陽子より多い元素ですが、実はこれらもいったんヘリウムの整数倍として生成されたのち、電子捕獲 ( $\beta^+$  崩壊) によって安定核へと変換されたものです。つまり、生成された時点 (超新星爆発の直後) では陽子数と中性子数が等しかったことを意味します。ところが奇数質量数のマンガンだけ

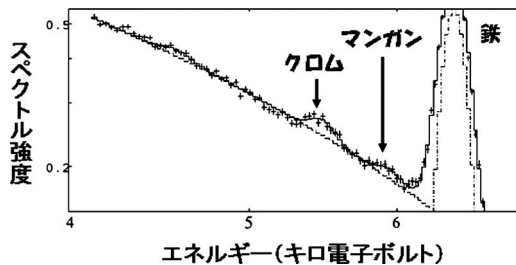


図7 「すざく」による Tycho SNR のスペクトル (4 から 7 キロ電子ボルトの拡大図)。文献 11 より転載。

表1 過去に Ia 型 SNR から輝線が検出された元素

元素	原子番号	質量数
酸素	8	16
ネオン	10	20
マグネシウム	12	24
ケイ素	14	28
硫黄	16	32
アルゴン	18	36
カルシウム	20	40
クロム (鉄)	24 (26)	52
マンガン (コバルト)	25 (27)	55
鉄 (ニッケル)	26 (28)	56

カッコ内は崩壊前の元素とその原子番号。簡略化のため最も存在比の高い核種を示しており、実際には各元素とも同位体をもちます。

は、最初から中性子が陽子より多くなくてはなりません。このような元素がたくさん作られているのは、驚きの事実です。なぜなら、Ia 型超新星の親星が何だったかを思い出してください。炭素と酸素で構成される白色矮星でした (2章)。これらはいずれも陽子と中性子の数が等しい元素なのです。ここからどうやって中性子過剰な元素を生成できたのでしょうか？ 考えられるシナリオは、①爆発時の非常に短い時間で、陽子が中性子に変化する電子捕獲反応が起こった、②炭素と酸素以外にももともと何らかの中性子過剰元素が存在しており、これをタネ元素として爆発時にマンガンの親核種が効率的に作られた、のいずれかしかありません。①の電子捕獲反応は、確かに Ia 型超新星が爆発するときに起こると考えられています。



ただしこの反応が起こりうるのは、密度が高い星の中心付近だけに限られます。Tycho SNR などの若い SNR では一般に中心近くのイジェクタまで十分な加熱が進んでいないため、電子捕獲によって生成された元素が存在したとしてもほとんど X 線は出さないはずで、これに対し、②のシナリオならありうるかもしれません。以下で説明するように、爆発よりも前に星内部で進行する元素合成過程の中に、中性子過剰元素を生成するルートが一つだけあるからです。

よく知られているように、主系列星は水素の燃焼によって得られる核エネルギーで輝いています。また、水素燃焼過程には「pp チェイン」と「CNO サイクル」の 2 種類があることが知られています。いずれの過程も四つの水素原子から一つのヘリウム原子を生成するという点では同じですが、前者は水素のみで自発的に核融合を起こせるのに対し、後者は炭素・窒素・酸素（星の中にもともと含まれていたもの）を触媒として核反応を起こすという決定的な相違点があります。したがって、これら触媒となる重元素が多量に存在するような環境ほど、pp チェインに対して CNO サイクルが働きやすくなります。この CNO サイクルには重要な特徴があり、それは窒素が水素を吸収して酸素に変わる反応が全プロセス中で最も遅いことです。そのため反応が進むにつれて（ヘリウムの他に）窒素の量が多くなります。水素燃焼が十分に進むと、星の中心部ではヘリウム燃焼が始まります。ここではヘリウム三つから炭素が作られ、さらに炭素がヘリウム一つを捕獲すると酸素が作られるのですが、先ほどの経緯で蓄積された窒素（陽子 7 個、中性子 7 個）は 2 回のヘリウム捕獲と 1 回の  $\beta^+$  崩壊によって、中性子が陽子より二つ多いネオン-22（陽子 10 個、中性子 12 個）へと変化します。このような反応が実際に起こっているのは、例えば惑星状星雲からネオンが多く観測されていること<sup>12)</sup>などからも、確かであろうと考えられています。また、ネオン-22 以外

には、Ia 型超新星の元となる白色矮星の内部に中性子過剰な元素はほとんど作られないと考えられています。したがってこの元素に含まれる余分な中性子が星の爆発時により重い中性子過剰核を作り出す元になると考えれば、マンガンの生成うまく説明がつくわけです。

さて、上記のようなストーリーが正しければ、以下のことが予想できます。中性子過剰なネオン-22 が多量に生成されるためには、元をたどれば CNO サイクルが効率的に働く必要がありました。そのためには炭素・窒素・酸素が最初から多く存在しなければなりません。逆に言えば、元々星に含まれていたこれらの重元素が多いほどネオン-22 が多く作られ、さらには爆発時にマンガンが多く作られるはずで、

これまでの Ia 型超新星もしくはその SNR の観測によって、生成元素量が親星のいた環境によって変化するかどうかをしっかりと確かめられた例は、今のところまだありません。したがって、もしもマンガンの生成量が爆発環境の重元素量に依存することを観測的に明らかにできれば、とても画期的な成果になると考えています。重元素量が少なかった昔の宇宙では、Ia 型超新星の性質が多少なりとも今とは異なることが推測できるからです。われわれはすでに Tycho SNR 以外の Ia 型 SNR (Kepler SNR など) から、クロムやマンガン、さらにはニッケルの検出に成功しています。また、16 万光年も離れた大マゼラン星雲にいる Ia 型 SNR から、これらの元素からの微弱な輝線が見えてきつつあります。大マゼラン星雲は重元素量がわれわれの銀河の約 3 分の 1 と少ないため<sup>13)</sup>、上記予想の検証にはうってつけの調査対象です。このような研究ができるのは、優れた感度をもつ「すざく」をおいてほかにはありません。皆様、今後どうか「すざく」の活躍にご期待ください。

## 謝 辞

本稿の前半部は筆者が京都大学宇宙線研究室の大学院生だったときにまとめた博士論文の一部をもとにしたものです。在学中はときとして夢の中にまでおいでになり厳しくご指導くださった小山勝二先生に深く深く感謝します。勝田 哲 JSPS 研究員 (NASA/GSFC), John P. Hughes 氏 (Rutgers Univ.) をはじめとする、関係論文共著者の皆様にも感謝します。特に勝田君には、同期のよしみもあり公私を含めていろいろな場面でよき話し相手になっていただきました。また、本稿後半(第5章)は筆者が現在所属する理化学研究所・牧島宇宙放射線研究室の玉川 徹専任研究員による結果を受けて議論を発展させたものです。共著者でもない筆者のお願いをいつものように「ええんちゃ〜う」と快諾してくださった玉川さんはじめ、関係者の皆さんに感謝します。

なお、表題横の似顔絵は京大時代の後輩・小野健一君が描いてくれたものです。「単純な顔だから5分で描けました」とのこと。大きなお世話です。

## 参 考 文 献

- 1) Thielemann F.-K., Nomoto K., Hashimoto M.-A., 1996, ApJ 460, 408
- 2) Nomoto K., Thielemann F.-K., Yokoi K., 1984, ApJ 286, 644
- 3) Perlmutter S., et al., 1999, ApJ 517, 565
- 4) Yamaguchi H., et al., 2008, PASJ 60, S141

- 5) Koyama K., et al., 1995, Nature 378, 255
- 6) 小山勝二, 2007, 天文月報 100, 438
- 7) Ferriere K. M., 2001, Rev. Mod. Phys. 73, 1031
- 8) Winkler P. F., et al., 2005, ApJ 624, 189
- 9) Hughes J. P., et al., 2000, ApJ 528, L109
- 10) Park S., et al., 2007, ApJ 670, L121
- 11) Tamagawa T., et al., 2009, PASJ 61, S167
- 12) 村島未生ほか, 2007, 天文月報 100, 444
- 13) Russell S. C., Dopita M. A., 1992, ApJ 384, 508

## SUZAKU View of Young Type Ia Supernova Remnants

Hiroya YAMAGUCHI

*Cosmic Radiation Laboratory, RIKEN (The Institute of Physical and Chemical Research), 2-1 Hirosawa, Wako-shi, Saitama 351-0198, Japan*

Abstract: Type Ia supernovae, thermonuclear explosions of white dwarfs, play an important role for producing various heavy elements. Using the X-ray astronomy satellite Suzaku, I observed SN1006 and several Type Ia supernova remnants (SNRs), and found that iron are generally less ionized than other lighter elements, such as silicon. This fact strongly suggests that heavier elements had been synthesized at deeper region in the progenitor star with respect to the lighter elements. Suzaku detected K-shell emission lines of chromium and manganese in the spectrum of Tycho SNR. The manganese is the first element with odd mass number that has been discovered from Type Ia remnants. The amount of such an element would depend on progenitor's metallicity.