

「すざく」で見た超新星残骸 —超新星元素合成と非平衡プラズマの複雑な放射 過程にせまる

山口 弘悦

〈NASA Goddard Space Flight Center, 8800 Greenbelt Rd., Code 662, Greenbelt, MD 20771, USA〉

e-mail: hiroya.yamaguchi@nasa.gov

超新星残骸からの熱的X線は、星が生成した重元素の組成やプラズマの物理状態などさまざまな情報をわれわれに伝える。「すざく」はその優れた分光能力をもって、これまで検出できなかった希少元素の組成測定を可能にしたほか、非平衡プラズマの熱的進化に関する従来の常識を一新するなど、数々の目覚ましい観測成果を収めた。本稿では、先日運用を終了した「すざく」10年間の総決算として、この衛星にしかなしえなかった選りすぐりの成果を紹介する。

1. 本稿の位置づけ

今回「すざく」特集号を組むにあたり、衛星チームの皆さんから表題のテーマで記事の執筆を仰せつかった。超新星残骸のX線観測と聞くと、おそらくは衝撃波で加速された宇宙線電子からの非熱的放射を想像される読者が多いと思われる。しかし本稿はその期待を裏切り、高温プラズマからの熱的放射のみを対象に、過去10年間の関連成果を総括する。宇宙線加速の話題は同号に掲載される内山泰伸氏と馬場彩氏の記事にお任せするので、そちらをご覧ください。

非熱的過程の解明に広帯域の連続スペクトルが利用されるのに対し、熱的過程の研究では主にイオンからの特性X線（輝線）が測定対象となる。輝線は元素ごとに異なるエネルギー（波長）に現れるため、その強度からプラズマに含まれる元素の量を測定できる。これは、超新星の爆発メカニズムや、親星の性質、元素合成機構を知る重要な鍵となる。また、輝線のエネルギーは同一元素間でも電離状態によって変化するので、スペクトル

分析を通じてプラズマの物理状態を解明できる。特に超新星残骸のプラズマは、地上の実験施設では再現できない高温・低密状態にあり、さまざまな非平衡（過渡）現象を見るのによってつけの「実験室」でもある。「すざく」が搭載するX線CCDカメラ『XIS』は、優れた分光能力をもち、熱的プラズマの分析研究を非常に得意とする。本稿では、XISによる代表的な観測成果を紹介しながら、それらが天文学だけでなく基礎物理学の進展にも深く貢献したことをお伝えしたい。

2. 超新星残骸の元素組成から解き 明かす超新星爆発と親星の物理

超新星爆発の研究に、超新星ではなく残骸の観測をする、その優位性は何だろうか。第一に元素組成を「直接」測定できる点が挙げられる。星の爆発直後は噴出物の大部分が光学的に厚いので、その可視光スペクトルは黒体放射に支配され、外層部の情報だけが吸収線として現れる。そのため、元素組成を細かく調べようと思うと、純理論的な爆発モデルをインプットとして放射輸送を解

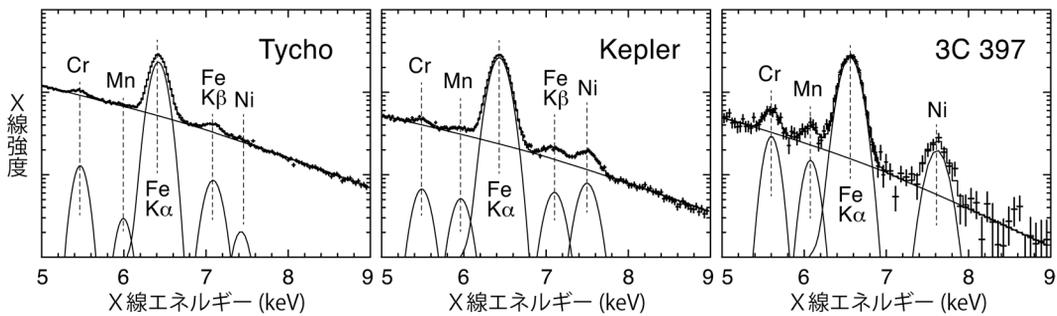


図1 左から順に、Tycho, Kepler, 3C 397 (いずれもIa型の超新星残骸)の鉄族元素輝線スペクトル⁶⁾⁻⁸⁾。各輝線の強度はその元素の存在量を反映する。Fe K β 輝線 (M殻からK殻への遷移)の物理的な重要性については4.2節を参照。

き、予想されるスペクトルを観測データと比較する(ここで最もよく観測を再現するモデルを探す)手法を取らざるをえない^{1), 2)}。一方、超新星残骸は全体が光学的に薄く、爆発により放出された重元素自身が輝線を放つので、一切の仮定なしに元素量を測り、それに基づいて爆発の物理に制限を与えるという、純粋観測に立脚したアプローチを取ることができる。蛇足になるが、この利点は超新星残骸コミュニティの内部でも意外と正しく認識されていない。第二の利点が、爆発噴出物の「空間構造」まで詳しく調べられることだろう。言うまでもなく遠方超新星の観測からその3次元構造まで決定するのは原理的に難しいが、空間的な拡がりをもつ超新星残骸なら元素の分布を詳細に調査できる。本章では、これら二つの利点に着目した「すぎく」らしい成果を紹介する。

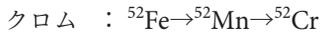
2.1 元素組成に刻まれた親星時代の記憶

Ia型超新星は、白色矮星の爆発的核融合によって生じることが知られる。最大光度時の明るさが天体間でほぼ一樣なことから標準光源として距離測定に利用され、宇宙の加速膨張が明らかにされたことはまだまだ記憶に新しい³⁾。しかし肝心の、明るさが一樣になる物理的理由が全くわかっていないのだ。またここ数年は、Ia型超新星の研究情勢が非常に混沌としており、爆発に至る親星の進化過程ですら世界的なコンセンサスが得られ

ていない⁴⁾。超新星残骸の元素量測定は、こうした問題に対して強い観測的制限を与える。X線帯域では「てんま」衛星や「あすか」衛星の頃からさまざまな重元素輝線が検出され、酸素やケイ素、鉄などの元素量が測られるようになった⁵⁾。

優れた感度をもつ「すぎく」は、検出できる元素の種類を大幅に増やした。単に数を増やしただけでなく、そこから引き出せる情報を質的にも引き上げたのだ。図1に、三つのIa型超新星残骸、Tycho, Kepler, 3C 397の5-9 keVのスペクトルを示す。この帯域には、鉄に加えてクロム、マンガン、ニッケルなど、比較的存在量の小さい鉄族元素のK殻輝線が含まれる。「すぎく」はこれら微弱な輝線を検出し、元素量の精密測定を可能にした⁶⁾⁻⁸⁾。3天体のスペクトルを比較してみよう。まずTychoとKeplerを比べると、鉄に対するクロムの強度比はTychoのほうがやや高い。しかしマンガンやニッケルはKeplerのほうが明らかに強い。3C 397に至っては、クロム、マンガン、ニッケルの輝線が軒並み他の2天体より強く出ている。これらの物理的意味は何だろうか。

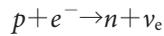
検出された鉄族元素の主要同位体は、それぞれ⁵²Cr, ⁵⁵Mn, ⁵⁶Fe, ⁵⁸Niである。これらは、ニッケルを除き超新星爆発の際に直接合成されるわけではなく、以下の放射性崩壊を経て作られる。



したがって、今現在の残骸中に含まれる鉄族元素の総量は、親核（上式左辺）の直接生成量を反映するのだ。ここで親核の陽子数と中性子数に注目すると面白いことがわかる。以下、[陽子数, 中性子数] のように書くと、 ${}^{52}\text{Fe}$ は [26, 26]、 ${}^{56}\text{Ni}$ は [28, 28] と、いずれも同数の陽子と中性子をもつ。一方、 ${}^{55}\text{Co}$ と安定核の ${}^{58}\text{Ni}$ は、それぞれ [27, 28]、[28, 30] と、陽子より中性子が多い。これら中性子過剰核の生成量測定を、「すざく」は初めて実現させたのだ。

次に、Ia型超新星の親星である白色矮星の構成元素を考えよう。主成分は炭素 ${}^{12}\text{C}$ [6, 6] と酸素 ${}^{16}\text{O}$ [8, 8] だが、これに加えて微量の ${}^{22}\text{Ne}$ [10, 12] を含む⁹⁾。過剰な中性子をもつのは ${}^{22}\text{Ne}$ だけなので、その含有量が多いほど、爆発後にマンガンやニッケルが多く作られることになる。親星進化における ${}^{22}\text{Ne}$ の合成過程や、含有量を決める因子については、過去に森浩二氏が書かれた月報記事¹⁰⁾をご覧ください。端的に言うと、親星が主系列星だったころにもともと含まれていた金属量が多いほど、白色矮星になった時点での ${}^{22}\text{Ne}$ 含有量が増大する⁹⁾。したがって、マンガンやニッケルの生成量は、親星の金属量を知る強い指標となるのだ。この性質を利用してTychoとKeplerの親星金属量は、それぞれ太陽組成の1倍および3倍と求められた^{7), 11)}。「すざく」の観測は、爆発前の星の情報まで引き出したのである。

一方、鉄族元素の輝線が異様に強い3C 397では、観測されたマンガンやニッケルの量を ${}^{22}\text{Ne}$ の寄与だけでは到底説明できないことが判明した。親星の金属量と独立に中性子数を増やす唯一の方法として、超新星爆発時の電子捕獲反応



がある。「すざく」の観測結果は、3C 397の元となった超新星爆発において、この反応が起こっていたことを明確に結論づけたのだ⁸⁾。電子捕獲が起こるためには、白色矮星の中心密度が $2 \times 10^8 \text{ g cm}^{-3}$ を超える必要がある。この密度を得るには、白色矮星の質量が太陽質量の1.2倍以上なくてはならない。この値は、銀河系内で観測される平均的な白色矮星の質量 (0.6-0.8太陽質量)¹²⁾より大きく、白色矮星が安定に存在できる最大質量 (チャンドラセカール限界=1.4太陽質量) にほど近い。Ia型超新星の標準的な理論¹³⁾が予言するとおり、3C 397の親星は伴星からの物質降着によってその質量を増大させ、爆発に至ったと考えられる。

「すざく」は鉄族元素のほかにも、炭素、窒素、アルミニウムなど、従来のX線衛星では難しかった重元素の検出を可能にしている¹⁴⁾⁻¹⁶⁾。

2.2 超新星爆発の非対称性を探る

「非対称爆発」という言葉は超新星業界ではウケがいいようで、妙に多くの人が使いたがる。しかし人間の顔だって左右対称なことなんてありえないのだから、自然界が非対称なのは当たり前だと筆者は思ったりもするのだが、それはさておき、超新星残骸の画像を見ると、やはりきれいな丸い形のものほとんどない。予想に反せず、これをもって「○○の爆発は非対称だった」と主張する論文・講演をよく見かける。この傾向は「すざく」よりも角度分解能の高いChandraやXMM-Newtonを使う欧米の研究者に顕著で、ちょっと横に伸びた構造を見つただけで即座に「ガンマ線バーストの残骸だ！」などと結論する論文だって存在する¹⁷⁾。当然ながら、超新星残骸の形状は爆発そのものよりも星周物質や星間物質の密度の非一様性によってより強く歪められるので、真の爆発非対称性を探るためには、見た目の形状ではなく、生成された重元素の空間分布を

調べなければならない。

こうした視点に立つと、「すざく」の「イメージング能力」は決して他衛星に引けを取るものではない。角度分解能でこそ Chandra などと比べて桁で劣るものの、輝線分離能力が圧倒的に高いため、単一元素の輝線だけを切り出して元素量の空間分布を調べる narrow band imaging が得意なのだ。したがって角度分解能と同程度（約1分角）以上の空間構造であれば、実は「すざく」の独壇場となる。この特長を活かした成果の代表例が、Cygnus Loop の全域観測だ¹⁸⁾。この天体は、月の4倍もの視直径（2度角）をもつII型超新星残骸で、「すざく」の打ち上げ直後から少しずつ観測が進められ、2011年にはついに全域が制覇された。このプロジェクトを終始リードされたのが、常深博氏率いる大阪大学グループである。データ解析においては、宮田恵美氏、勝田哲氏、内田裕之氏らの寄与が大きかった。

図2が「すざく」のデータをもとに作られた、

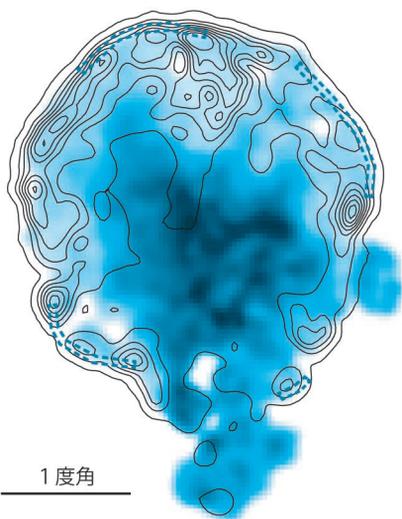


図2 「すざく」によるII型超新星残骸Cygnus Loop のイメージ（勝田哲氏提供）。カラーマップと等高線は、それぞれ爆発噴出物中のケイ素、および星間・星周物質中の窒素の密度を示す。破線青枠は荷電交換反応の寄与が示唆される領域を示す（4.4節参照）。

窒素バンド（0.40–0.45 keV）とケイ素バンド（1.8–1.9 keV）のイメージである。前者は星周物質や星間物質の、後者は超新星爆発によって生成されたケイ素の密度分布をそれぞれ反映する。もし爆発噴出物が球対称に飛び散ったなら、星周物質密度の高い側で噴出物がより圧縮されるので、両バンドのイメージ間で明るさの方位分布が相関しなければならない。しかし図2を見ると明らかに、星周物質密度が低い（窒素バンドで暗い）南側にケイ素が偏って分布している。ケイ素が確かに非対称に放出されたことを示した観測結果だ。同様の手法は他のII型超新星残骸や、SN 1006などのIa型超新星残骸にも応用され、その多くで爆発の非対称性が確認された¹⁹⁾。「すざく」の撮像分光性能の高さが遺憾なく発揮されたのである。

3. 「すざく」の隠れた功績

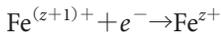
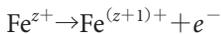
「すざく」によってニッケルなどの微弱輝線が次々に検出され、その元素量測定が可能になったことを前章で述べたが、それに至る研究プロセスは実は単純ではなかった。かなり大雑把に書くが、ある重元素の輝線強度 (L_Z) と原子核の総数 (N_Z) の間には $L_Z = \epsilon N_Z$ の比例関係が成り立つ。観測から直接決まる L_Z から、意味のある物理量である N_Z を導くためには、“emissivity” と呼ばれる係数 ϵ を知らなければならないのだ。この係数を得るには、各重元素イオンの励起・電離断面積や蛍光収率など原子素過程の基礎データを算出し、複雑な電子遷移を理論的に解かなければならない。しかし「すざく」の観測が始まる以前には、(いや、実はつい最近まで) マンガンやニッケルなどの原子データは皆無に等しかった。理由は単純で、従来の観測ではこれら存在量の小さい元素の輝線を検出できなかったため、emissivity を必要とする機会がなかったのだ。「すざく」が良質な観測結果を提供したことで、われわれはその解釈に不可欠な理論的知識の必要に迫られ、その確立をなし得た⁸⁾。あまり認識されていないか

もしれないが、空前の輝線検出能力をもって基礎的な量子物理学の理論研究を大きく促進させたことこそが、この衛星が間接的に挙げた最大の功績ではないかと筆者は考えている。次章ではその観点から、非平衡プラズマの放射過程に着目した「物理学寄りの」研究成果を紹介したい。

4. 非平衡プラズマは基礎物理の宝庫

初めに、超新星残骸で一般に観測される電離非平衡プラズマについて解説する。紙面の都合上ごく簡単な説明にとどめるので、より詳しくは本稿と同じ頃に日本物理学会誌に掲載される拙著²⁰⁾などをご覧いただきたい。

電離非平衡とは、ある重元素の二つの電離状態間での電離過程と再結合過程、すなわち



の反応率が釣り合わない状態を意味する。銀河団プラズマなどX線プラズマの多くは両者が釣り合う平衡状態にあるが、超新星残骸では必ずと言ってよいほど非平衡プラズマが観測される。これは、プラズマが形成されてからの経過時間（超新星残骸の年齢にほぼ等しい）が、電離平衡に至るまでの緩和時間と比べてはるかに短いためである²¹⁾。

4.1 内殻過程の妙味

では、非平衡プラズマに特徴的な原子過程は何だろうか。鉄イオンを例にとり、少し掘り下げてみよう。中性の鉄原子は、K殻、L殻、M殻、N殻に、それぞれ2個、8個、14個、2個の電子をもつ。これが高温プラズマ中にさらされると、自由電子の衝突によってイオン化ポテンシャルの低い外殻の電子から順に剥ぎ取られていく。若い超新星残骸の温度は約10 keV（1億度K）にも及ぶので、自由電子は鉄のK殻電子（イオン化ポテンシャル=7-9 keV）を電離できるほどの運動エネルギーをもつ。ところが多くの超新星残骸において、いまだL殻やM殻にも電子を残す低電離イ

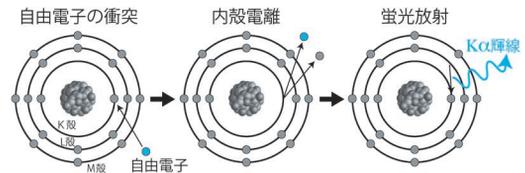


図3 内殻過程の概略。超新星残骸の非平衡プラズマでは、K殻イオン化ポテンシャルより高いエネルギーをもつ自由電子と、L殻・M殻に束縛電子をもつ低電離イオンが共存するため、内殻電離と蛍光放射が頻繁に起こる。

オンが存在する。電離が進みきっていないためだ。このような状況下では、外殻電子の励起や電離に加えて、衝突内殻電離と蛍光放射が起こる(図3)。これが、非平衡プラズマ特有の「内殻過程」である。筆者の理解が正しければ、光赤外の波長域で観測される低電離イオンのスペクトルは最外殻電子の遷移だけで決まるので、内殻電子の一切を無視できる。しかしX線帯域、特に超新星残骸では、イオンがもつ全電子の振る舞いを考慮しなければならない。内殻過程の寄与は超新星残骸のスペクトル分析を困難にするが、その一方で、プラズマの物理状態や超新星爆発の性質を知る重要な鍵ともなりうる。以下に一例を示す。

図4は、さまざまな超新星残骸の鉄K α 輝線の中心エネルギーと強度をプロットしたものである²²⁾。図の上部には、対応する電離階数を示した。これだけ幅広い電離状態を比較的狭いエネルギー範囲内で一度に見渡すことができるのも、内殻過程のおかげである。なお、図に示された超新星残骸のうち約半数から「すざく」が初めて鉄輝線を検出したことも強調したい。図をよく見ると、データ点の分布が2層に分かれていることに気がつく。左側の低電離グループがIa型の超新星残骸、右側の高電離グループが重力崩壊型の超新星残骸である。この分離は、超新星爆発時の周辺密度の違いに起因する。すなわち、重力崩壊型の超新星は親星自身の質量放出によって高密度の星周物質を作るため、爆発後にプラズマの電離が進みやすい

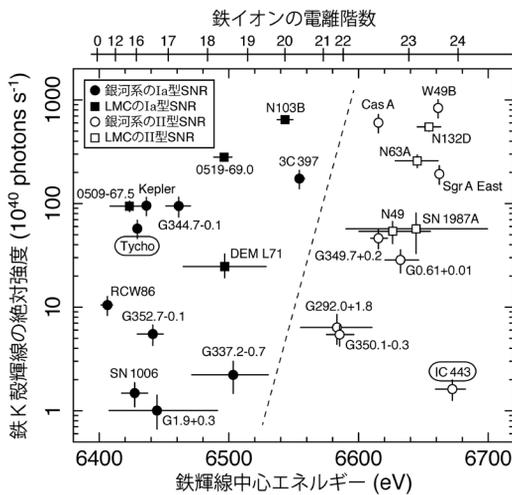


図4 「すざく」がさまざまな超新星残骸から検出した鉄 $K\alpha$ 輝線の中心エネルギーと強度の分布²²⁾。図の上部に対応する電離階数を示す。黒と白のデータ点はそれぞれIa型およびII型の超新星残骸を意味する。本文中で紹介するTychoとIC 443を楕円で囲って示した。

のだ。逆の言い方をすると、超新星残骸の電離状態は親星の活動性や周辺環境をも知る手がかりとなる^{22), 23)}。これも、「すざく」が初めて可能にした研究アプローチの一つである。

4.2 加熱直後のプラズマ状態を暴く

図4に示された天体を個別に見ていくと、ほかにも面白い事実が明らかになる。例えばTychoに注目しよう。鉄 $K\alpha$ 輝線の中心エネルギーは6,430 eVであり、対応する電離階数は16、すなわちK殻とL殻にそれぞれ2個と8個の電子をもつネオン状の鉄イオンである。これを踏まえて、再び図1左のスペクトルをご覧ください。クロムとマンガンの輝線に目を奪われがちだが、実は鉄 $K\beta$ 輝線も「すざく」が初めて検出している。鉄輝線の $K\beta/K\alpha$ 強度比を調べると、およそ6%であった。筆者はこの観測事実には強い違和感を覚えた。 $K\beta$ 輝線は、内殻電離の後、M殻からの脱励起遷移によって生じる蛍光放射である。しかし、ネオン状のイオンにはM殻電子は一つも残っていない。中性の鉄では $K\beta/K\alpha$ 強度比が12%程度

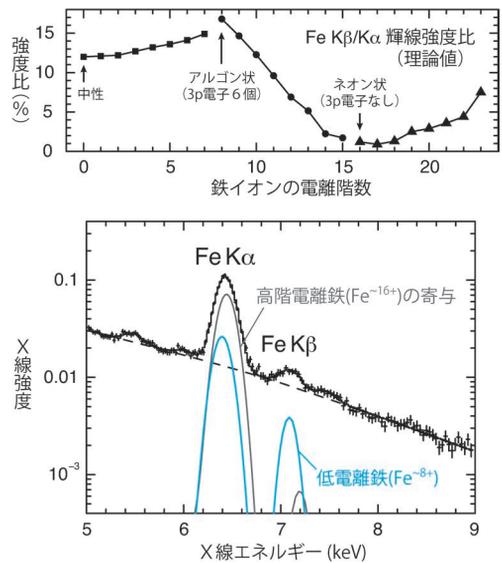


図5 (上) 温度5 keVのプラズマにおける鉄 $K\beta/K\alpha$ 輝線強度比の理論値²⁵⁾。電離階数に強く依存する。(下) Tychoのスペクトル(図1左と同じ)の鉄輝線を高電離成分と低電離成分の寄与に分けて表示。 $K\beta$ 輝線は加熱直後の低電離プラズマを起源にもつ。 $K\alpha \cdot K\beta$ 両輝線のイメージは、本誌の表紙絵として掲載。両者の強度分布が一致しない事実からも、それぞれの輝線が異なるイオンを起源に持つことが確認された。

であることはよく知られるので²⁴⁾、ネオン状で6%という値はいくらなんでも高すぎると感じたのだ。そこで $K\beta/K\alpha$ 強度比の理論値を電離階数ごとに計算すると、予想どおりM殻電子(軌道角運動量まで含めて厳密に言うとは3p電子)を失い始めるアルゴン状(8階)より上で急激に減少し、ネオン状では1%程度にまで落ちることが確認できた(図5上)。やはり何か想定外のことが起こっているようだ。

次に $K\beta$ 輝線のエネルギーを同様にして計算すると、観測値の7,100 eVに一致する電離度はアルゴン状であることが判明した。これでパズルが解けた。図5下が示すように、 $K\alpha$ 輝線にはネオン状程度の高階電離鉄が、 $K\beta$ 輝線にはアルゴン状程度の低電離鉄が主に寄与し、スペクトル全体

で中間の電離度に相当する $K\beta/K\alpha$ 強度比を取っていたのである。つまり鉄 $K\beta$ 輝線は、超新星残骸の衝撃波によって加熱されたばかりの低電離プラズマからの放射を見せていたのだ。なお、この結果は、加熱直後の自由電子がすでにK殻電離を起こせるほどの高温状態にあることを意味する。これを説明するためには、「無衝突電子加熱」と呼ばれる（粒子衝突ではなく）電磁場を介したエネルギー散逸が、衝撃波の前後で起こる必要がある。ここでは詳細を省くので、興味のある方は筆者の原論文²⁵⁾か物理学会誌²⁰⁾の記事をご覧ください。

4.3 従来とは“逆”の非平衡状態

図4に目を戻し、今度は最も高電離側にあるIC 443に注目しよう。輝線のエネルギーに対応する電離階数は24、束縛電子が2個のヘリウム状イオンである。これもまた、驚きの結果であった。なぜなら、この天体は比較的早く、温度が0.6 keV (700万度K)程度にまで下がっていることが知られていたからだ²⁶⁾。0.6 keVというと、鉄のL殻電子のポテンシャル (0.7-1 keV程度)よりも低い。そのため、電離平衡に達した0.6 keVのプラズマでは、鉄イオンの半数近くはネオン状 (L殻が閉殻)にとどまり、ヘリウム状イオンの存在率はほぼ0%である。また、仮に何かの間違いでヘリウム状の鉄イオンが紛れ込んだとしても、自由電子はK殻電子を励起するエネルギーをもたないので、 $K\alpha$ 輝線など出るはずもないのだ。

それでは、いかにしてヘリウム状に相当する鉄輝線が放射されたのだろうか。候補として考えられるのが、自由電子と水素状鉄イオンの再結合過程に伴う脱励起放射である (図6左)。この仮説が正しければ、基底準位への直接再結合に起因する放射 (図6右)も観測されるはずである。再結合過程では、捕獲される電子はK殻のポテンシャル (I_K)に加えてもともともっていた運動エネルギー (E_e)も解放するので、放射されるX線は輝線ではなく、 $\exp(-hv/kT_e)$ に従う連続スペク

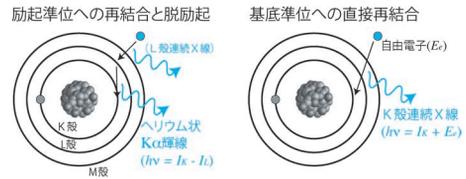


図6 水素状イオンへの再結合過程。通常の平衡プラズマではヘリウム状輝線 (Fe XXV) のほとんどがヘリウム状イオンの励起を経て放射されるが、IC 443では水素状イオンの再結合過程のみを起源とする。

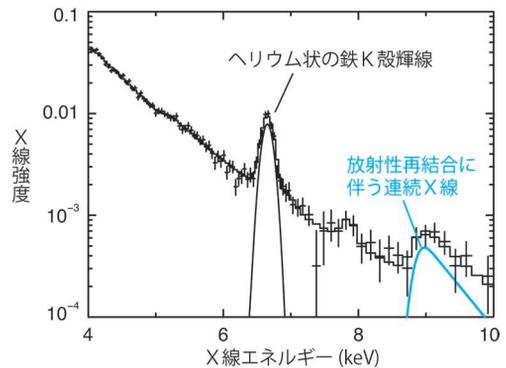


図7 「すざく」によるIC 443のスペクトル²⁷⁾。放射性再結合に伴う微弱な連続X線がヘリウム状鉄イオンのK殻ポテンシャル ($I_K=8.83$ keV)より高エネルギー側に検出され、この天体が低温・高電離な、従来とは逆の非平衡状態にあることが証明された。

トルとして $hv=I_K$ より高いエネルギーに現れる。この放射成分を検出できれば、再結合過程の決定的証拠を捉えたことになる。

かくして「すざく」は約10日間にも及ぶ観測時間をIC 443に投入し、見事に微弱な連続スペクトルを検出した²⁷⁾ (図7)。従来の非平衡プラズマが (1) K殻のポテンシャルよりエネルギーの高い自由電子と (2) L殻・M殻電子をもつ低電離イオンの共存だったのに対し、この天体では (1) L殻までしか叩けない低エネルギー自由電子と (2) K殻に空きがある高電離イオンの共存という、全く逆の非平衡状態が成り立っていたのである。

鉄を水素状まで電離するには、最低でも10 keV近いプラズマ温度が必要となる²⁸⁾。IC 443は過去にかなりの高温に達し、イオンの再結合が追いつかないほどの勢いで急激に冷却したのであろう。それを可能にする親星の性質や超新星残骸の進化の詳細については、過去の月報記事²⁹⁾、³⁰⁾を参照されたい。なお、筆者らがIC 443から初めて再結合放射を発見²⁶⁾した当時は、この天体だけが特異な非平衡プラズマをもつものと考えられたが、現在では10個以上の超新星残骸から類似の連続スペクトルが確認されている³¹⁾。そのすべての発見を「すぎく」が成し遂げたのである。この探査プロジェクトは一貫して小山勝二氏が率いる関西圏の研究グループ(京大・阪大・奈良女子大)によって主導された。

4.4 プラズマと中性物質の相互作用？

非平衡プラズマとは若干性質が異なるが、広義の再結合過程として、荷電交換反応にも触れておきたい。荷電交換とは、高階電離イオンが中性原子もしくは分子と行き違う際に一瞬だけ擬分子を形成し、その間に電子が無放射的に移動する反応である。水素状の酸素イオンと中性水素原子を例にとると、



と反応が進む。このとき、水素のポテンシャルが酸素に比べて浅いので、移動した電子はまず励起準位に入る。そのため荷電交換後には脱励起による輝線放射が起こるのである。この反応は、プラズマが中性物質と相互作用しない限り起こらないので、超新星残骸の大部分では無視できる。しかしCygnus Loopの外縁の一部(図2青枠領域)では、荷電交換がX線スペクトルに寄与する可能性が「すぎく」の観測によって指摘されている³²⁾。

荷電交換反応は放射性再結合(4.3節)と異なり特徴的な連続スペクトルをもたないため、一般に証明は難しい。しかし移動する電子は必ず高い準位(上記の反応式なら $n=5$ 前後)を選択する

ので、(1)一重項の p 軌道に入った電子の基底準位への脱励起によって $K\gamma$ 線や $K\delta$ 線が、(2)三重項状態に入った電子の最後の脱励起によって禁制線が、ともに強化される。この両者をself-consistentに確認できれば、荷電交換の寄与を実証できる。これはASTRO-Hの課題となるだろう。また、実際に起こっていた場合、その寄与が超新星残骸全体のどこまで及ぶかを見極めることが、正確な元素量測定を実現するうえで重要である。今後の研究が期待される。

5. この10年+ α を振り返って

他の方の記事でも触れられているように、「すぎく」は本来、マイクロカロリメーター検出器XRSを主力とする衛星であった。しかし打ち上げ後早々の故障に見舞われ、図らずも筆者らが担当したXISが主役の一翼を担うこととなってしまった。「すぎく」が、当初の予定とは異なる形で何とか結果を残すべく、苦し紛れに歩き始めたプロジェクトであったことは疑いのない事実である。しかしこの10年を振り返ってみて思うのは、「すぎく」が残した結果の多くは「XISでもできたサイエンス」ではなく、「XIS(あるいは硬X線検出器HXD)だからこそできたサイエンス」だったのでは、ということである。超新星残骸に関して言うならば、他の衛星には絶対にできない希少元素の検出を可能にしたり、非平衡プラズマの奥深い物理を映し出したりと、XISは本当に多くのことをわれわれに伝えてくれた。

筆者個人はというと、打ち上げ直後はXISの機上較正に全力を尽くし(それこそ当時はサイエンスのことを考える余裕など全くなかった)、運用が軌道に乗ってからは「すぎく」を使うことにこだわってサイエンスに取り組んだ。これらは自分たちの衛星を少しでも有名にしたいとの思いでしてきたことのつもりだったが、振り返ってみるとこちらのほうが随分と「すぎく」に鍛えられたなあと感じる(子育てにもこれとよく似た感覚が

ある)。その意味でも、打ち上げ前の開発・地上試験からXISにかかわってこられたのはとても幸せなことだった。当時実動部隊としてお世話になった中嶋大氏、松本浩典氏、鶴剛氏、林田清氏、穴吹直久氏、村上弘志氏、尾崎正伸氏、堂谷忠靖氏の諸先輩・先生方には深く感謝したい。また、ソフトウェア開発でXISチームを助けてくださった石崎欣尚氏や、機上校正を長い間ひっぱってくれた内山秀樹氏をはじめ、京大、阪大、宮崎大の学生の皆さんにも感謝したい。一方で、「すざく」による優れた成果は、「あすか」などの先代ミッションが長い歴史の中で積み上げた知見と、それに基づいて衛星デザインや観測戦略を構築された先輩方の努力の上に成り立っていることを忘れてはならない。今後は「すざく」から学んだことをASTRO-Hやその先のサイエンスにも活かし、若い人たちが将来生み出すであろう新発見の礎を築くことが、筆者を含む「すざく世代」に課せられた使命だと思う。衛星が代替わりしても知識の流れが途切れることなく、観測天文学が永く発展していくことを願ってやまない。

参考文献

- 1) Mazzali P. A., et al., 2007, *Science* 315, 825
- 2) Tanaka M., et al., 2011, *MNRAS* 410, 1725
- 3) Perlmutter S., et al., 1999, *ApJ* 517, 565
- 4) e.g., Maoz D., et al., 2014, *ARA&A* 52, 107
- 5) e.g., Hughes J. P., et al., 1995, *ApJL* 444, L81
- 6) Tamagawa T., et al., 2009, *PASJ* 61, S167
- 7) Park S., et al., 2013, *ApJL* 767, L10
- 8) Yamaguchi H., et al., 2015, *ApJL* 801, L31
- 9) e.g., Timmes F. X., et al., 2003, *ApJL* 590, L83
- 10) 森浩二, 2014, *天文月報* 107, 326
- 11) Badenes C., et al., 2008, *ApJL* 680, L33
- 12) Kleinman S. J. et al., 2013, *ApJS* 204, 5
- 13) Whelan J., Iben I., Jr., 1973, *ApJ* 186, 1007
- 14) Miyata E., et al., 2007, *PASJ* 59, S163
- 15) Yamaguchi H., et al., 2012, *ApJ* 749, 137
- 16) Yasumi M., et al., 2014, *PASJ* 66, 68
- 17) ご自身で見つけていただきたい
- 18) e.g., Uchida H., et al., 2009, *ApJ* 705, 1152
- 19) e.g., Uchida H., et al., 2013, *ApJ* 771, 56
- 20) 山口弘悦, 2016, *日本物理学会誌*, 掲載決定
- 21) Masai K., 1984, *Ap&SS* 98, 367
- 22) Yamaguchi H., et al., 2014, *ApJL* 785, L27
- 23) Patnaude D. J., et al., 2015, *ApJ* 803, 101
- 24) Kaastra J. S., Mewe R., 1993, *A&AS* 97, 443
- 25) Yamaguchi H., et al., 2014, *ApJ* 780, 136
- 26) Yamaguchi H., et al., 2009, *ApJ L* 705, L6
- 27) Ohnishi T., et al., 2014, *ApJ* 784, 74
- 28) Foster A. R., et al., 2012, *ApJ* 756, 128
- 29) 小澤碧, 山口弘悦, 2011, *天文月報* 103, 438
- 30) 内田裕之, 2013, *天文月報* 106, 604
- 31) Uchida H., et al., 2015, *ApJ* 808, 77, and references therein
- 32) Katsuda S., et al., 2011, *ApJ* 730, 2

Suzaku View of Supernova Remnants in the Thermal Aspect

Hiroya YAMAGUCHI

NASA Goddard Space Flight Center, 8800 Greenbelt Rd., Code 662, Greenbelt, MD 20771, USA

Abstract: Thermal X-rays from supernova remnants provide us unique insights into supernova nucleosynthesis and physical condition of non-equilibrium plasmas. Owing to the high spectral resolution and sensitivity, Suzaku has enabled precise measurements of weak emission lines from low-abundance elements, and dramatically changed our understanding about the evolution of thermal plasmas in supernova remnants. Here we review remarkable results that Suzaku achieved in the past ten years.