



あすかの見た超新星残骸

常 深 博

〈大阪大学大学院理学研究科宇宙科学 〒560-0043 大阪府豊中市待兼山町 1-1〉

e-mail: tsunemi@ess.sci.osaka-u.ac.jp

X線観測衛星あすかは、従来にない優れたエネルギー分解能、広いエネルギー範囲をカバーするX線撮像装置を持つ。これまで、銀河系内の超新星残骸を始めとする観測を行ってきた。その結果、これからの薄いプラズマからの放射として、衝突電離平衡が成り立っていないことを観測的に明らかにした。これを元に、正確な物質組成分布を調べて見ると、いたる所にムラの見えることが判った。超新星残骸の観測を通して、あすかの明らかにしたこと、将来に残された問題などを解説する。

1. はじめに

宇宙がビッグバンで始まったとき、その化学組成は水素とヘリウムで、これ以外の元素はなかった。その後、星が誕生し、星の中での核融合により、ヘリウムを超える重元素（一括して重金属と呼ぶ）が順次作られていった。星内部での核融合が進み、やがて燃え尽きると、あるものは超新星爆発をおこす。超新星爆発を起こすかどうかは初めの星の質量が臨界質量を超えているかどうかで決まる。この臨界質量は太陽質量の6～8倍と言われている。これより軽い場合でも、連星系ならやがて爆発することがある。いずれにせよ、我々の太陽が超新星爆発で吹き飛ぶことはないらしい。超新星爆発が起こると、星内部でそれまで生成されてきた重元素が周辺にばらまかれるので、銀河内には重元素が次第に溜まってくる。こうして星内部で作られ、超新星爆発でばらまかれた重元素が、次の世代の星を作り、あるいは地球などを作り、現在の宇宙の姿を作った。超新星爆発は重元素をばらまくだけでなく、爆発時に大量のエネルギーを出すので、銀河内の物質とエネルギーの流れに大きな影響を与えている。この様相を観測的に研究するには、生成されるプラズマがX線領域に強い放射を出すので、あすかのようなX線観測衛星で

の研究が不可欠である。

超新星爆発が起こると、噴出物は数千 km sec^{-1} で広がる。噴出物の密度は周辺物質の密度（平均的な星間物質密度は 1 H cm^{-3} 以下）よりも十分に大きいから、初期段階は噴出物の自由膨張とみなせる。最初は大変高温の爆発であっても、やがて温度が下がり、結局、低温の噴出物が高速で広がることになる。噴出物が星間物質中を広がっていくと、薄いとはいえ、星間物質が噴出物の前面に蓄積され、噴出物と同じく外に広がっていく。両者の境界面では、噴出物と星間物質との衝突が起こるわけで、ここに衝撃波ができる。この衝突は非弾性衝突なので、噴出物の持つ運動エネルギーの一部が熱エネルギーになる。衝撃波面は噴出物と掃き集めた星間物質の内部に伝搬する。二つの衝撃波面に囲まれた領域が衝撃波加熱された領域で、その高温プラズマから光学的に薄い熱放射が出る。星間物質中を外向きに広がる衝撃波面をフォアショックフロント、噴出物質中を（ラグランジュ座標で）後向きに広がるそれをリバースショックフロントと呼ぶ。超新星爆発により、衝撃波加熱された物質は、X線を放射する温度になる。フォアショックは星間物質が、リバースショックは噴出物が高温プラズマになったものである。爆発後、時間が経過すれば、リバースショックはなく

なり、フォアショックだけが残る。

若い超新星残骸だと、重金属がたっぷりある噴出物からの熱輻射が予想されるが、歳老いて来ると、星間物質からの熱輻射だけになる。X線領域に出る熱輻射は、その組成に含まれる重元素からの輝線がたいそう強い。その多くは、原子の最内殻電子に関連した輻射であるので、元素そのものに直接関与しているプロセスと言える。噴出物にせよ、星間物質にせよ、その化学組成を解明するには、X線領域にまで加熱された薄い高温プラズマからの熱輻射を研究するのが最も有効である。つまり、X線による熱輻射する超新星残骸の観測は銀河内部での重元素の流れやエネルギーの流れを直接的に研究できる方法である。

超新星爆発が起こり、あとに何も残らない場合でも、超新星残骸中では噴出物が周辺に広がることにより、衝撃波加熱が起こり、熱源となる。ところが、超新星爆発が起こった時に、あとに中性子星などのコンパクト星が生まれる場合がある。この時には、中性子星がパルサーなどになり、周辺物質を加熱する熱源になる。この場合には、シンクロトロン輻射など、非熱輻射となる。熱輻射は、熱制動輻射などによる弱い連続スペクトルに、各種元素からの強い輝線が多数重なったスペクトルになる。一方、シンクロトロン輻射などの非熱輻射では、輝線はなく、巾関数で代表される連続スペクトルとなる。

日本の人工衛星あすかは1993年に軌道に載って以来、順調に観測を続けている。あすかには、エネルギー分解能が優れた検出器(CCD)を搭載しているし、撮像型望遠鏡としては従来にない広いエネルギー範囲(0.5~10keV)をカバーしている。これまで、あすかが行って来た超新星残骸についての観測場所は概ね銀河面に沿っている。ここでは、あすかによる観測の中で超新星残骸について、熱輻射を中心にしてこれまでの結果を元に限られた範囲で述べる。

2. 若い超新星残骸

紀元後に起こった超新星の記録を表1に示す。これを見ると過去1000年以内の歴史上の記録に残る若い超新星爆発は5例ある。SN1006、かに星雲、3C58、ティコの超新星、ケプラーの超新星である。これ以外に、カシオペアAも有名な若い超新星残骸であるが、歴史的記録にはない。かに星雲は、その中心にパルサーがあり、X線強度も明るく、スペクトルは典型的な巾関数型をしている。従来は、標準的なX線源として使われてきたが、あすかにとっては明るすぎることもあり、あまり観測は行われていない。3C58もやはり典型的な巾関数型のスペクトルをしている超新星残骸で、中心部分が明るくなっている。この他のものは、熱輻射スペクトルをしている。

表1：紀元後に記録された超新星の記録

爆発年	発生場所	名前
185	Centaurus	G314.4-2.3(?)
386	Sagittarius	G11.2-0.3
1006	Lupus	SN 1006
1054	Taurus	Crab nebula
1181	Cassiopeia	3C58
1572	Cassiopeia	Tycho
1604	Ophiuchus	Kepler
17世紀	Cassiopeia	Cassiopeia-A

2.1 熱輻射をする若い超新星残骸

若い超新星残骸の中で、ティコ、ケプラー、カシオペアAと言えば、典型的なシェル型の熱輻射をするもので、御三家とも言える。この中で、カシオペアAは最もX線強度が強いので、検出器の較正源として使われる¹⁾。図1にはカシオペアAのあすかによるスペクトルを示す²⁾。これは、御三家からのX線スペクトルの代表みたいなもので、

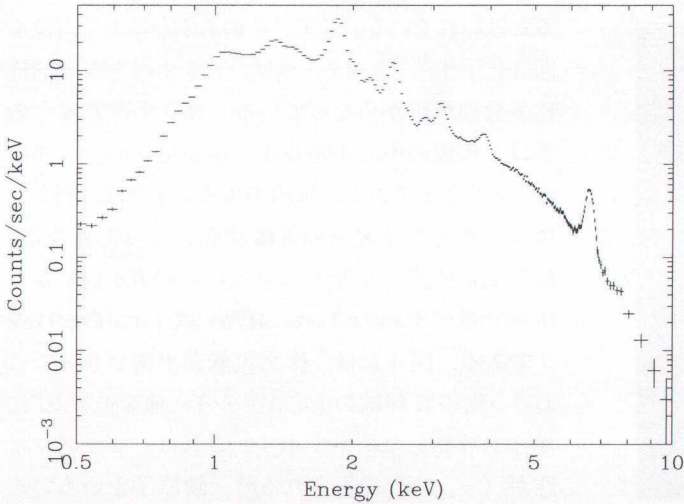


図1：あすかで見えたカシオペアAのスペクトル

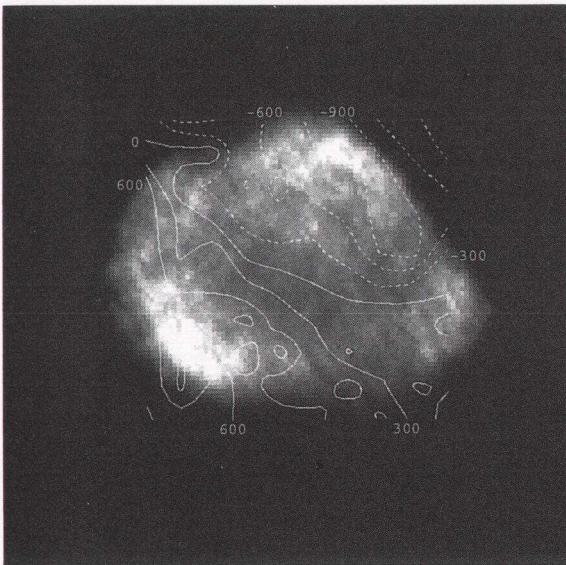


図2：あすかで見えたカシオペアAの低エネルギー側でのX線像。画像再合成技術により空間分解能を上げている。

Fe-K(6.7 keV), Ca-K(3.9 keV), A-K(3.1 keV), S-K(2.4 keV), Si-K(1.8 keV), Mg-K(1.4 keV)等の輝線が見えている。あすか搭載のCCDカメラのエネルギー分解能は、半値幅で、60～130 eVである。図中にこの程度の幅で見えているピークはそれぞれ輝線に対応している。このくらいのエネルギー分解

能になると、硅素や硫黄の輝線では、He型のイオンからのものとH型のイオンからのものが分離できる。また、それぞれのイオンからのK α 線とK β 線も区別できる。

若い超新星残骸のプラズマは、熱平衡には達しない。衝撃波加熱が起こる前は、イオン（ほとんどが陽子と考えて良い）と電子とは同じ速度で並進運動しているので、エネルギーのほとんどはイオンが持っている。衝撃波加熱が起こると、イオン温度、 T_{ion} 、が高く、電子温度、 T_e 、は低い（と言ってもkeVとかで、X線を輻射するような温度になる）。これ以外に、重元素イオン（今度は水素よりもはるかにZの大きな元素）の持つ電子配置で決まる温度、 T_z 、がある。このようなプラズマからの輻射は、 T_z で決まる輝線強度がたいそう強く、次に、 T_e で決まる電子の熱制動輻射成分を始めとする連続成分である。陽子はほとんどのエネルギーを持っているのだが、輻射には効いて来ない。簡単にまとめると、ほとんどのエネルギーはイオンの熱エネルギー、 T_{ion} 、となっているが、そこから電子の熱エネルギー、 T_e 、に、電子が重元素と衝突してイオン化を徐々に進めていくことにより T_z が上昇する。輝線の様子を定める重元素の電離状態は、電子と重元素との衝突回数で決まり、普通は電離パラメーター、 τ （電子密度×加熱後の経過時間）、でスケールできる。プラズマが単一状態であるとしても、そのスペクトルの形は、 T_e と τ それに重元素組成とで表される。ちなみに、熱平衡状態とは、大体 $\tau = 10^{12-13} \text{ cm}^{-3} \text{ sec}$ で達成される。星間物質密度が 1 cm^{-3} とすると、熱平衡には3万年以上もかかることになるから、熱平衡でないのが当たり前と言える。

さて、II型の超新星爆発によると思われるカシオペアAは、大きさが4分角弱であり、あすかでもその大きさが判る。この場合、特に強度の

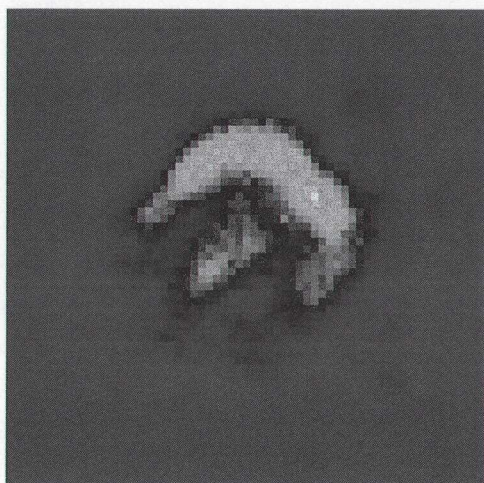


図3：あすかで見えたケプラー超新星残骸のX線像

強いHe型イオンからの $K\alpha$ 線の中心エネルギーを場所毎に調べてみた。そうすると、場所毎にその中心エネルギーが異なっていることが判った。いろいろと調べてみた結果、この違いは、場所毎のドップラーによる運動であることが判った。図2にはカシオペアAのX線強度マップ（最近、チャンドラがとても立派な結果を出した³⁾ので、比較するまでもないのだが）と輝線の中心エネルギーの違いをドップラー運動と見なした時の速度マップを図2に重ねて示す。不思議なことに、速度マップは中心に関して点対称ではなく、軸対称になっている。要するに、X線を出すプラズマは点対称に広がっているのではなく、ある平面内を軸対称に広がっていることになる。他の超新星残骸ではちょっと見られない結果である。このような点対称でないと言うことは、アインシュタイン衛星のSSSでも気が付かれていた⁴⁾ことではあるが、高エネルギー領域まで撮像出来るようになったことに起因する。

ケプラーの超新星残骸は、I型の超新星爆発によると思われる。さて、そのあすかによる画像を図3に示す⁵⁾。スペクトルは、カシオペアAと同様に多数の輝線からなっている。カシオペアAとの差は、輝線の中心エネルギー値がほんの少し異なっていることである。輝線のエネルギーは、同じK輝線でもそのイオンの電離状態によって異なる。鉄の $K\alpha$ 輝線で言うと、中性の鉄の6.4 keVからHe型の鉄イオンの6.7 keV、H型の鉄イオンの6.9 keVまでである。図4には、衝突電離非平衡プラズマにおける鉄のK輝線の中心エネルギー値をモデル⁶⁾に従って計算した結果を示す。これは、プラズマ状態が (τ, T_e) で表される時、鉄原子がいろいろな電離状態に分布しているが、そのいろいろな電離状態から予想される $K\alpha$ 輝線の平均エネルギー値である。 τ が小さい時、衝突頻度が少ないわけだから、電離が進んでないので、 T_e にかかわらず6.4 keV付近にある。一方、衝突回数が十分多くなれば、だいたい T_e は T_e と同じになり、K輝線の平均エネルギーも T_e で決まる値になる。珪素や硫黄でも傾向は同じだ。

結果として、若い超新星残骸の T_e は、鉄原子を

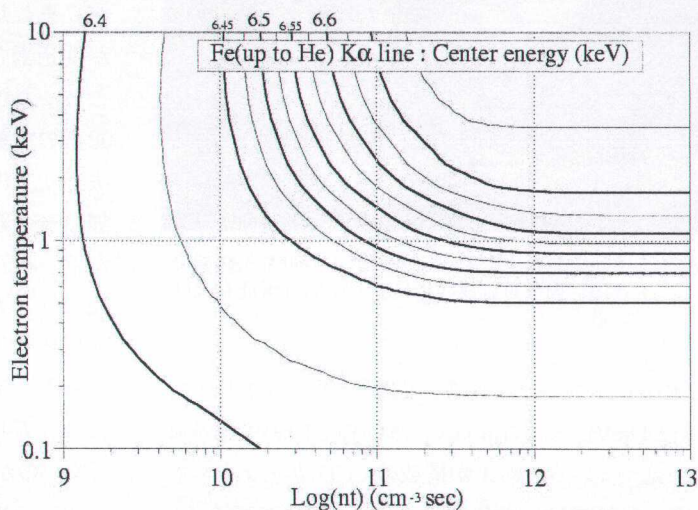


図4：プラズマ状態 (τ, T_e) を指定した時の鉄の $K\alpha$ 輝線の平均エネルギー値を示す。

完全電離してしまう程は高くない。せいぜい He 型に電離するので、あまり H 型イオンからの輝線は強くない。ところが、珪素や硫黄になると、Te はこれらを完全電離する。従って、珪素や硫黄からの輝線は He 型、H 型ともに十分に強い。あすかのエネルギー分解能は、これら He 型や H 型からの輝線を分離するばかりか、 $K\alpha$ 輝線と $K\beta$ 輝線の区別も出来る。これらの結果から Te と τ とが求まる。そうすると、輝線の強さから各元素の存在量も決まる。

さて、ケプラーの場合、衝突電離非平衡モデルでも、スペクトルを再現することは難しい。これは、各輝線が示すプラズマ状態は、その輝線が出やすい様なプラズマ状態を強く反映しており、場所によってその状態が異なるからである。衝撃波加熱を考えると、衝撃波面直後は当然 τ は小さいが、少し奥まった所では τ が大きい、また Te も年齢と共に下がって行くのも仕方なかろう。つまり、超新星残骸のプラズマ状態は、単一の (τ , Te) で表されるのではなく、いろいろな状態の重ね合わせに違いない。リバースショックの成長の仕方とフォアショックの成長の仕方を考慮して、どのような (τ , Te) で表されるプラズマがどのくらいあるかを調べることが出来、その重ね合わせとして全体のスペクトルが決まる。こうして調べて見ると、ケプラーの場合には、リバースショックからのスペクトルが大変強いことが判った。まさに、若い超新星残骸なので、リバースショックからの放射が強く、その組成はたいいて太陽組成を大きく上回っている。ところが、噴出物を伝搬するリバースショックだとすると、その金属組成はまだまだ足りない。いや、I 型超新星爆発のモデルに比べて、鉄が全く足りない。こうなると、場所によってプラズマ状態が異なると同時に、場所によって組成比も違いと推測できる。このようなことを観測的に調べるには、場所毎の正確なスペクトルが必要だが、あすかの画像分解能では少々手に負えない。

最後に、若い超新星残骸の御三家のティコについて述べる。カシオペア A やケプラーに比べると、見かけの大きさは直径で 8 分角程もある。このくらいになると、あすかでも問題なく空間分解出来る。ティコは衝撃波加熱により、球殻部分が輝いているので、リング状に見える。ところが、いろいろなエネルギーでその物質分布を見ると、今度は、場所毎にいささか組成が異なっている⁷⁾。つまり、決して組成が様でないことが判る。ティコも I 型の超新星爆発と思われているのだが、やはり鉄は全く不足している。こうなると、鉄部分は星中心にあったはずだから、超新星残骸においても一番奥にあり、まだ加熱されていないと推測できる。このことはケプラーにおいても同じだ。

若い超新星残骸で、シェル構造をしており、いかにも衝撃波加熱を思わせる典型的なものに、SN 1006 がある。これは、AD1006 年に爆発し、記録に残る中では一番明るかった。あすかで見た画像とそのスペクトルを図 5, 6 に示す⁸⁾。これには正直驚いた、何しろ、衝撃波面を連想させるシェル部分からのスペクトルは輝線を含まない巾級数スペクトルである。ところが、シェル内部からの放射は酸素の輝線などを含む熱放射である。こんな超新星残骸があるのかというわけだ。これは、内部にある熱電子が周辺の衝撃波面に入り、10 GeV 程度まで衝撃波加速が起こり、シンクロトロン放射が出ているものと見られる。宇宙線加速の現場ということになる。これについての詳細な解説が、天文月報平成 11 年 12 月号の富田氏の記事に詳しい⁹⁾。

2.2 超新星残骸に潜むコンパクト星

若い超新星残骸の中で、典型的なシェル構造をしているものは、衝撃波加熱と思えるが、かに星雲のように中心に点源のあるものは、パルサー等によるシンクロトロン放射である。もちろん、超新星爆発のあとには、中性子星などの点源の残る場合があるから、その探索も重要である。パルサー探索には、エネルギー分解能もさることながら、時間分

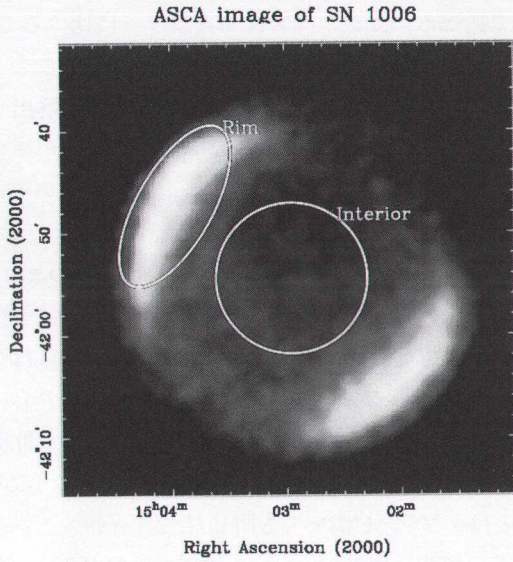


図5：あすかで見た超新星残骸 SN 1006 のX線像。直径が30分程ある。

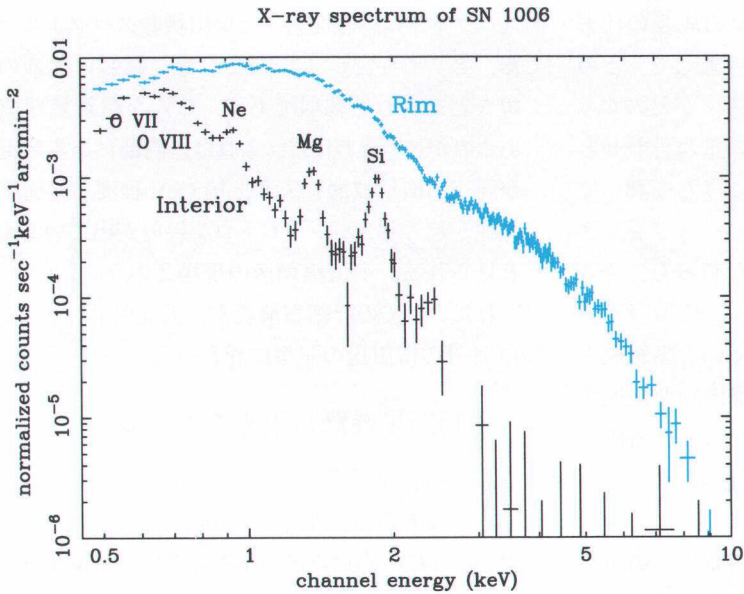


図6：あすかで見た超新星残骸 SN 1006 のスペクトル、シェル(Rim)からは巾級数型スペクトルが、内部(Interior)からは輝線のある薄い高温プラズマからのスペクトルであった。

解能の高いことが欠かせない。あすか搭載のガス蛍光比例計数管は、時間分解能がたいそう優れている。あすか搭載のX線鏡の有効エネルギー範囲が広いこともあって、これまでにないエネルギー領域で、撮像しながら高い時間分解能を発揮でき、パルス探索がかなり広範に行われている¹⁰⁾。あすかの威力を発揮したと思える例を挙げておこう。

RCW103は、中心に点源(1E161348-5055)を持った綺麗なシェル構造をした超新星残骸である。誰も、中心の点源は、爆発の後に残った星だと思ふ。ぎんが衛星(撮像能力はなかったものの、何しろ有効面積が大きかった)による観測では、何やらパルスらしいものを69.319msecに見つけた¹¹⁾。しかし、それが本当にRCW103に関連しているかどうかは判らなかった。さて、図7、8には、ROSATによるX線画像と、あすかによるそれとを示す。ROSATの撮像能力が際立っていることが

判るのだが、両者は観測エネルギー範囲が違う。特に注目すべきは、RCW103の中心には、点源が見えているが、RCW103の北(図では上方)にはROSATでは見えていないが、あすかでははっきり見えている点源があることである。ぎんがの結果もあることだし、RCW103の中心天体はかなり精力的にパルス探索がなされた。ところが、いくらやってもパルスは見えず¹²⁾、ぎんがの結果には?マークが付いた。そんなおり、詳細なあすかの解析から、パルサーがRCW103の中心天体からではなく、その北7'ほどにあるあすかでしか見えなかった天体から発見された。もちろん、ぎんがの発見したパルス周

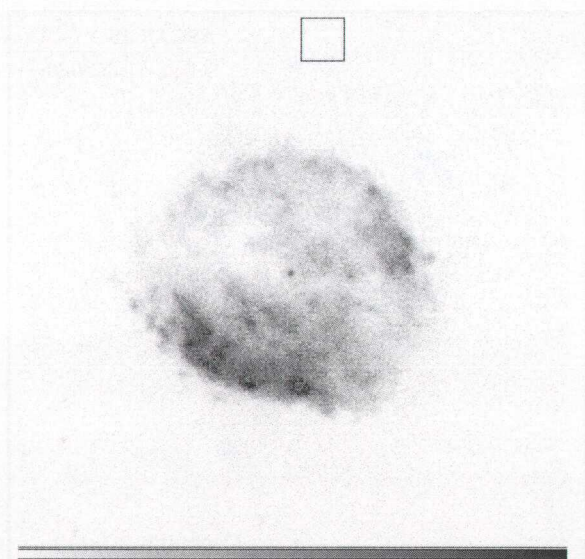


図7：ROSATで見た超新星残骸RCW103の画像。シェル構造と中心の点源が見える。あすかで見えた北方の点源の位置を正方形で示すが、何も見えていないことに注意。

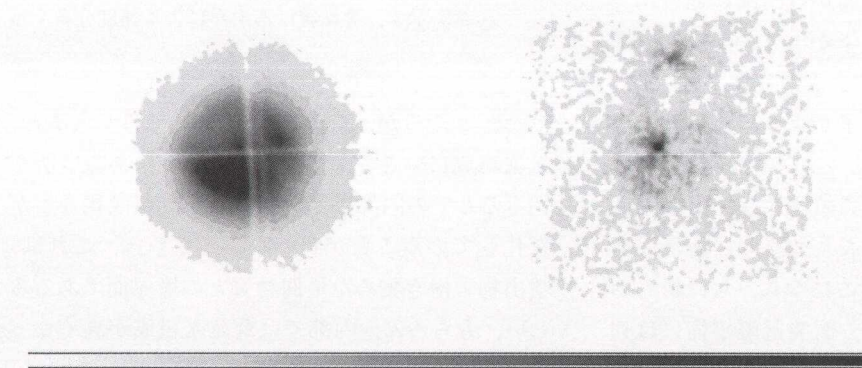


図8：あすかで見た超新星残骸RCW103のX線像、左は低エネルギー(0.5-3keV)での画像だが、十字線模様が入っているのは、検出器に起因する構造である。右は高エネルギー(3-10 keV)での画像で、点源が二つ見えている。

期とはほぼ同じで、69.338 msec だった¹³⁾。

超新星残骸の近くにパルサーを見つけたからと言って、両者に関係があるかどうかは判らない。さらに、超新星残骸の中心にはちゃんとした別の点源があるのだから、話はややこしい。二つの点源のスペクトルを見ると、パルサーの方は、パルサーらし

い巾級数型のスペクトルで硬いが、超新星残骸の中心に位置するのは、ぐっと軟らかく、パルサーというよりもいわゆるブラックホール候補星のようだ。もっとも、ブラックホールか中性子星なのかははっきりしないのだが、こちらは超新星残骸の元星に関係していることは間違いあるまい。長期変動とか、もう少し広いエネルギー範囲のスペクトルとかの観測が必要だろう。

3. 歳取った超新星残骸

さて、超新星残骸も年齢が経過して、掃き集めた星間物質の量が次第に噴出物の量を超えるようになる。いよいよ噴出物の影響がなくなり、星間物質の状態を調べる格好の材料となる。この場合、輻射損失が無視できる場合のセドフ期もしくは輻射損失が効いているような年齢を取った超新星残骸に絞る。

3.1 白鳥座ループ

超新星残骸の中で一番有名とも言えるのが白鳥座ループで、見かけの直径が 3° 弱、距離は770pcである。爆発後20000年程経過している。ROSATによる全体像を図9に示すが、全体はシェル構造をしているために、周辺部分が明るくなっている。あすかは4年間にわたりほぼ全面をくまなく

観測した。白鳥座ループくらいの年齢になると、星間物質を衝撃波でかき集め、シェルを作っている。又、十分に年齢を経ているので、衝突電離平衡モデルも使えるだろう。そうすると、星間物質の組成も決めやすいなどありがたい面も多いと思われていた。

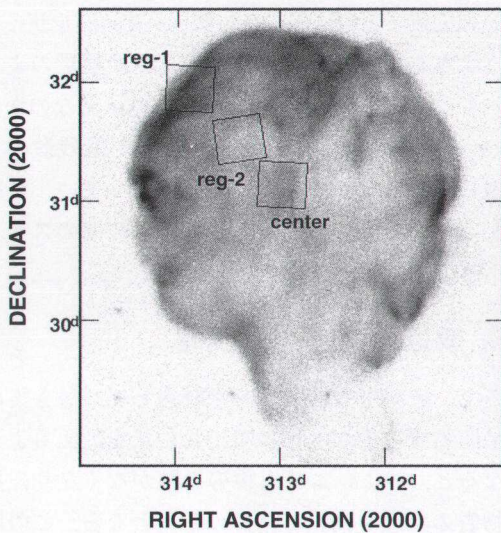


図9：ROSAT で見た白鳥座ループの全景，エネルギー範囲は主として0.4keV以下。

白鳥座ループの一番明るいシェル部分をあすかで調べて見ると¹⁴⁾，衝撃波面から内部に進むにつれ，温度が上がり，密度は下がっているなど，構造はセドフそのままであった。ところが，そこからの輻射となるといささか様子が違う。特に，酸素の輝線を詳細に調べてみると n が $10^{11.2} \text{cm}^{-3} \text{sec}$ くらいで，平衡には大分ある。この状態は，衝撃波面の成長を考えると理解できた。つまり，衝撃波面には，星間物質中を通過するにつれ，常に新しい物質が入り込んでくるので，衝突電離平衡には到達しない¹⁵⁾。この辺りの結果は，場所こそ違え，アインシュタイン衛星に搭載したFPCSによる白鳥座ループ北辺の観測結果¹⁶⁾と良く合っている。

シェル部分の組成を調べて見ると，重元素組成が太陽組成のせいぜい0.2倍とかにしかならない。とにかく，たつぷりあるはずの酸素が少ない。星間物質は当然太陽組成という図式は白鳥座ループ周辺では成り立っていない。いずれにせよ，銀河内の場所によって，元素組成は一様ではないらしい。次に，白鳥座ループの内部へと探索を進めてみる。シェル構造がセドフモデルで良く合うことは既に述

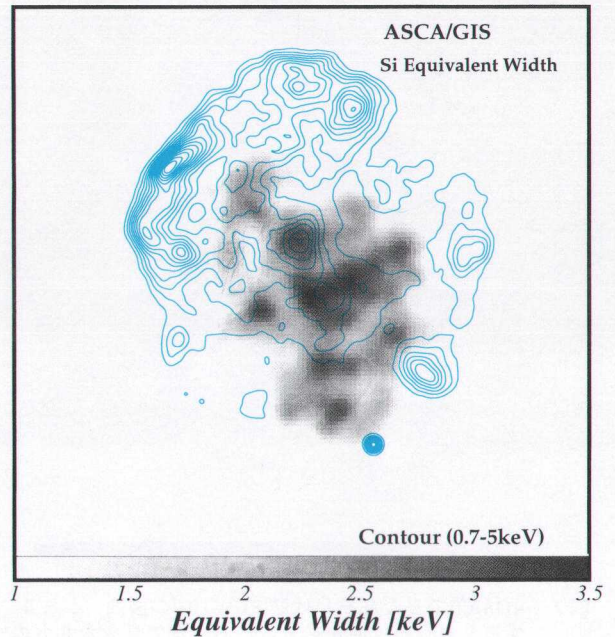


図10：あすかで見た，白鳥座ループ内の酸素輝線の等価幅分布。超新星爆発による噴出物の痕跡の強さを示す。等高線はあすかによる強度分布を示す。

べた。ところが，シェル部分から内部へ入ると，元素組成にいささか変化が見られた。ある場所を過ぎるとその内部はその外部と元素組成比などが変化していることが判った。どうやら，これは，噴出物と掃き集めた星間物質との境界面であるらしい。もちろん，内部では重元素組成が高くなっている¹⁷⁾。このような層構造が見え出したのは，あすかの高いエネルギー分解能，広いエネルギー範囲，撮像能力の賜である。

さて，白鳥座ループの中心部分の観測では，シェルに比べると，とんでもない程，等価幅の強い輝線が出てきた。図11には，シェル部分のそれと比較して示す。酸素と硫黄の輝線が明瞭に見えている。これらのプラズマ状態を調べてみると， $T_e > 1.5 \text{keV}$ ， $n < 10^{10.5} \text{cm}^{-3} \text{sec}$ と判明した。シェルに比べるとはるかに高い温度，薄い密度，小さな n ということになる。元素組成は，太陽組成の4～6

倍、周辺の星間物質に比べると 20 ~ 30 倍にもなる。

このような重元素が豊富なプラズマは、一体何処から来たのだろうか。白鳥座ループの中心部にあるから、超新星爆発が起こった時の名残であろうと考えている。観測から決まる元素の相対的な存在量と色々なモデル^{18), 19)}と比較した結果、爆発した星の質量は太陽の 25 倍と判った。そうすると、どこかに中性子星が残っているに違いない。つまり、白鳥座ループの中心には、今でも II 型超新星爆発の化石が残っているということが判った。

硅素などの重元素が大量に残っていることが爆発の化石だとすると、硅素輝線の分布が化石分布を示すと言える。図 10 には、硅素輝線の等価幅分布を示す²⁰⁾。確かに、中心部分の強いこと、更に、いささか右下に引きずられているように見える。さて、白鳥座ループの中で、点源があるだろうか。幾つか見つかってはいるのだが、その中で、一番明るいのが白鳥座ループの右下に見える²¹⁾。まさに、化石分布を引きずった場所とも言える。ひょっとしたら、白鳥座ループを作った星からのコンパクト星（中性子星）かと疑われた。X 線スペクトルは硬いために、やはり、あすかでないと思われなかった。パルス成分はなかったので、スペクトルからは何処にでもある AGN だろう（AGN ファンの人ごめんなさい）と言われた。AGN なら可視光で調べればすぐに判るというわけで、KPNO の 4m 望遠鏡で急拠探索したのだが、少なくとも AGN ではないことが判った。長期的には強度変動も大きいので、中性子星かも知れないのだが、白鳥座ループと関連しているかどうかは今の所、不明である。

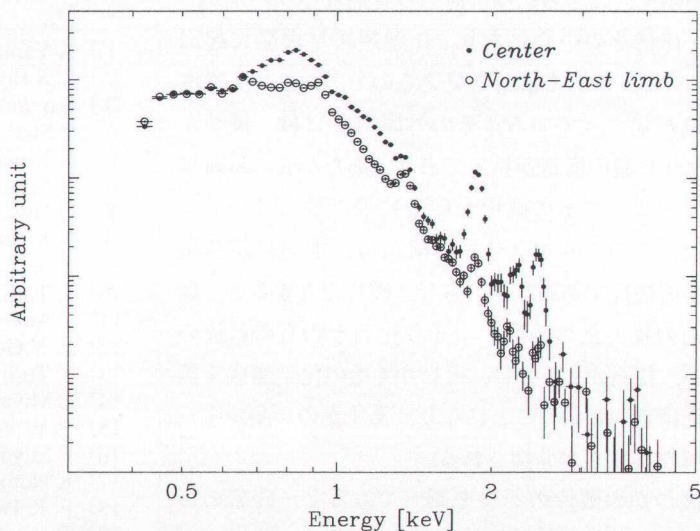


図 11 : 白鳥座ループの中心部分とシェル部分のスペクトルの比較。中心部分の硅素、硫黄の輝線が大変強い。酸素の輝線は両者で良く似ている。

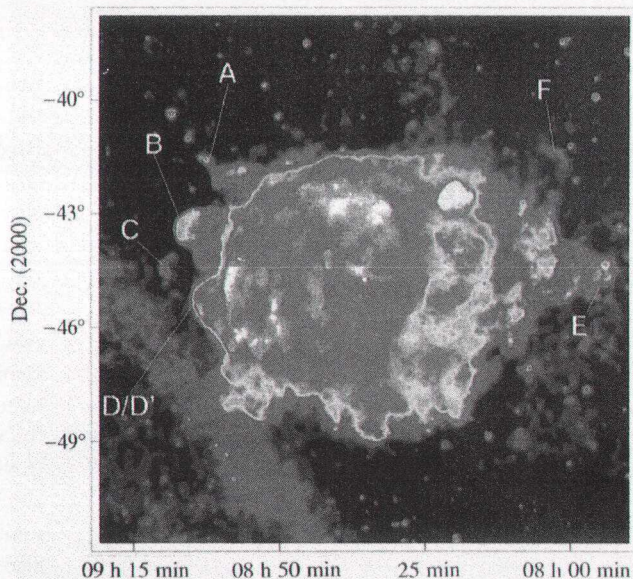


図 12 : ROSAT で見た、ペラ超新星残骸の全貌、直径が 8° 強ある。その外側にクサビ型構造が幾つか見える。

3.2 ペラ超新星残骸

年齢を経た超新星残骸では、爆発後 10000 年ほど経過したペラ超新星残骸が有名である。その全貌は ROSAT によって初めて明らかになり、視直径で 8° 強もあることが判った²²⁾。図 12 にその結

果を示す。こちらには、何しろ有名なベラバルサーが、ほぼその中心にあり、II型超新星爆発に起因している。シェル構造も見えるので、やはり衝撃波加熱が起こっている。その外周部分には、幾つかのクサビ型の構造が見えており、あたかも、超新星爆発によってその破片が周辺に飛び散っているようだ。このようなクサビ型構造は、本当に超新星爆発の破片であろうか。もし、破片だとすると、爆発前の星内部の物質、つまり化石そのものに違いない。化石かどうかは、とにかくその化学組成を調べれば良いということになり、あすかのエネルギー分解能の良さが発揮される。

幾つかの破片の一つを調べてみると、硅素の輝線 (1.8 keV) が異様に強いこと、酸素やネオンなどの輝線がほとんど見えないことが判った。つまり、相対的には硅素の組成比が大変強いことになる。酸素と硅素の相対的な存在比を調べてみると、太陽の場合に比べるとたった4%しかないことが判った²³⁾。つまり、酸素が全く欠乏しているのか、硅素がやたらと多いのかである。超新星爆発の時に、硅素がほとんどであるような層からの破片かも知れない。あすかでは出来なかつたものの、空間分解能の良い観測が出来れば、飛び出した破片なら、剥がれ落ちる物質などの分布も判るだろう。また、精密な分光が出来れば、その由来もはっきりすると思われる。

いろいろな超新星残骸の観測を、あすかによってこれまでになく精度のX線スペクトルを調べることにより、超新星残骸内での物質分布が判ってきた。重元素に満ちた噴出物が周辺にムラムラになりながら広がっている。また、かなり時間の経過した場合でも、噴出物と星間物質とはなかなか混合しきれていない。ここでは触れなかつたような超新星残骸の観測からも組成分布や密度分布のムラムラが見出されている。これらから、超新星残骸周辺は、いろいろな重元素が星間空間に複雑に溶け込んでいる様子や、また溶け込む過程でそこが粒子加速の現場になったり、或いは超新星爆発でできたコンパクト星から影響を受けたりするなど、大変複雑な様相であることが判ってきた。

参考文献

- 1) A Yamashita et al., 1997, IEEE. NS44, 847
- 2) S. S Holt et al., 1994, PASJ 46, L151
- 3) <http://chandra.harvard.edu/photo/0237/index.html>
- 4) T Markert et al., 1983, ApJ. 268 134
- 5) K Kinugasa, H Tsunemi, 1999, PASJ 51 239
- 6) K Masai, 1994, ApJ. 437, 770
- 7) U Hwang, E. V Gotthelf, 1997, ApJ. 475, 665
- 8) K Koyama et al., 1995, Nat 378, 255
- 9) 富田 洋, 天文月報 1999年 92巻 12号
- 10) K Torii, 1998, Ph. D. thesis Osaka university
- 11) T Aoki et al., 1992, IAU circular 5588
- 12) E. V Gotthelf et al., 1997, ApJ. 487, L175
- 13) K Torii et al., 1998, ApJ. 494 L207
- 14) E Miyata et al., 1994, PASJ 46, L101
- 15) P. W Vedder et al., 1986, ApJ. 307, 269
- 16) E Miyata., H Tsunemi, 1999, ApJ 525, 305
- 17) K Nomoto et al., 1984, ApJ 286, 644
- 18) F. K Tielemann et al., 1996, ApJ 460, 408
- 19) E Miyata et al., 2000, Adv.Space Res.25, 555
- 20) E Miyata et al., 1998, PASJ 50, 475
- 21) B Aschenbach et al., 1995, Nat 373, 587
- 22) H Tsunemi et al., 1999, PASJ 51, 711

Study of the supernova remnants through the ASCA view

Hiroshi TSUNEMI

Graduate School of Science, Earth and Space Science Osaka University, Machikaneyama, 1-1 Toyonaka, Osaka, 560-0043

Abstract: The Japanese X-ray astronomy satellite, ASCA, has two advantageous points: its good energy resolution and its wide energy range. It has observed many targets since 1993. Among them, we review the observational results for supernova remnants (SNRs) in our galaxy. The X-ray emission surely comes from the thin hot plasma in non-equilibrium ionization condition not only for young SNRs but also for middle-aged SNRs. In this way, we reveal the precise distribution of heavy elements inside SNRs. We found that it is far from uniform distribution from the abundance point of view. Young SNRs show non-uniformity in the ejecta since the progenitor star should have stratified structure. Middle-aged SNRs also show non-uniformity since they are in the dilution phase between the ejecta and the interstellar matter. We will review here what we saw through the observation of SNRs and present how we have to study them in future.