

超新星残骸での粒子加速と宇宙線の起源

内山 泰伸

〈SLAC National Accelerator Laboratory, 2575 Sand Hill Road M/S 29, Menlo Park, CA 94025, USA〉

e-mail: uchiyama@slac.stanford.edu



超新星残骸の衝撃波において、フェルミ加速なる過程により宇宙線が加速されているという「宇宙線の超新星残骸起源説」の検証は観測的にも理論的にも大きく進展しつつある。宇宙線の起源の探求だけでなく、宇宙のさまざまな天体で普遍的に見られる高エネルギー粒子加速の現象を理解するうえでも、超新星残骸の研究において得られる知見が重要な役割を果たす。本稿では、筆者らの研究結果を紹介しながら、銀河宇宙線の起源の解明が現在どこまで進んでいるのか、またどのような問題が横たわっているのか論ずる。

1. 超新星残骸と銀河宇宙線の起源

数十年に一度の頻度で、われわれの銀河のどこかで、星がカタストロフィックな最期を迎え、超新星爆発を起こす。太陽の10倍以上の質量をもつ星の場合、星の進化の最終段階で鉄のコアが形成され、鉄より安定で核燃焼する元素がないため、自己重力につぶれ重力崩壊という劇的な終焉を迎えるのである。中心に中性子星かブラックホールが残される一方、星の外層は爆縮の反動で10,000 km/sほどの速度で吹き飛ぶ。この高速で吹き飛ぶ爆発放出物（イジェクタ）は約 10^{51} ergもの運動エネルギーをもつ。このような重力崩壊型の超新星爆発とは異なる、核爆発型のIa型超新星もあるが、イジェクタの運動エネルギーは同程度である。

天の川銀河にお供している銀河（伴銀河）である大マゼラン雲で1987年に現れた超新星（SN 1987A）はご記憶の方もおられるだろう。日本のカミオカンデが爆発時に放出されたニュートリノを検出し、小柴・東大特別栄誉教授がノーベル賞を受賞したことでも有名である。われわれの銀河で確実に超新星が目撃されたのは約400年前にさかのぼり、それは現在ケプラーの超新星（SN

1604）と呼ばれている。もちろんこの超新星を詳しく観測した天文学者ヨハネス・ケプラーにちなむ。その後の400年間にも超新星爆発は起きている。実際、約100年前に天の川銀河の中心方向で超新星爆発のあったことが、その「残骸」、超新星残骸G1.9+0.3の最近の観測¹⁾により判明している。残念ながら超新星そのものは光が星間塵に埋もれて観測されなかったようだ。

超新星の残骸とはどのようなものか、このG1.9+0.3を例にとって説明しよう。超新星爆発で莫大な運動エネルギーを得て、イジェクタは星間空間を切り裂きながら超音速で膨張する。イジェクタの前方には掃き集められた星間ガスがあり、擾乱を受けていない星間ガスとの間に衝撃波（星間衝撃波と呼ぶ）が形成されている。現在は爆心から2パーセク（1パーセクは約3.26光年）の距離にややひしゃげた球面状に約14,000 km/sの速度で衝撃波は伝播している。その衝撃波面において、後述のフェルミ加速なる過程によって、一部の粒子が超高エネルギーに「加速」される。そのエネルギー分布はべき関数型になり、電子は少なくとも10テラ電子ボルト（1 TeV = 10^{12} eV）のエネルギーに到達している。加速された電子はシンクロトロン光を放射し、それが電波やX線の

領域で観測される。また、イジェクタ内部には逆行衝撃波が生じ、星の内部や爆発時において合成されたケイ素、硫黄、カルシウム、鉄といった重元素を高温に熱し、X線輝線として観測される。爆心から2パーセク内のこれらの現象の総体が超新星残骸と呼ばれるものである*1。超新星爆発は、何十万年もの間、星間衝撃波を駆動して星間ガスを加熱・圧縮するとともに、新たに合成された重元素と、超高エネルギー粒子を銀河に供給している。

地球に降り注ぐ高エネルギー粒子、宇宙線の発見からおよそ100年にもなろうとしているが、その起源は宇宙物理学における未解決の大きな問題として残されている。宇宙線のエネルギー分布はべき関数型であり、少なくとも数ペタ電子ボルト(1 PeV = 10^{15} eV)以下の宇宙線は、銀河系起源と考えられ、「銀河宇宙線」と呼ばれる。銀河宇宙線の主成分は陽子であるが、電子成分も1%ほど存在する。高エネルギー陽子・電子が銀河系内のどこかで作られ、星間磁場によって閉じ込められ、星間空間を満たしているということになる。加速現場として最も有力な仮説となっているのは、超新星残骸の衝撃波における粒子加速である。

2. 「若い」超新星残骸での衝撃波加速

超新星残骸の星間衝撃波では、星間ガスが高温に熱せられる一方、べき関数型のエネルギー分布をもつ非熱的粒子も生成される。熱化も粒子加速もプラズマ中の波動粒子相互作用が本質的な役割を果たしている。粒子加速の機構として標準的な枠組みとなっているのが「フェルミ加速理論」²⁾であり、荷電粒子が磁場の乱れにより散乱され衝撃波面を何度も往復してエネルギーを獲得する加速メカニズムである。衝撃波上流に拡散した宇宙線自身により磁気流体波動が励起され、その波に宇宙線が自作自演的に共鳴散乱して、効率的に衝

撃波面を往復することが可能になる。散乱平均自由行程は究極的には宇宙線のジャイロ半径にまで小さくなることが考えられ、これをボーム極限という。

フェルミ加速理論に基づけば、ボーム極限の実現により、衝撃波において陽子が10–100 TeV程度まで加速されることが予想されていた³⁾。そして実際にX線衛星「あすか」によってTeV領域の高エネルギー電子が放射するシンクロトロンX線が発見され⁴⁾、さらに地上の大気チェレンコフ望遠鏡による観測で、電子あるいは陽子が超新星残骸の衝撃波で100 TeV程度のエネルギーに到達していることが明らかになった⁵⁾。また、硬X線放射を過去最高の感度で観測する「すざく」衛星搭載の硬X線検出器(HXD)による観測で、超新星残骸RX J1713.7–3946において、シンクロトロンX線スペクトルに高周波カットオフが発見された⁶⁾。筆者らがチャンドラ衛星で測定した衝撃波速度と組み合わせることで、宇宙線が励起した磁場の乱れはボーム極限に達していることが判明している⁷⁾。

宇宙線の超新星残骸起源説を検証するうえで、(1) 衝撃波における乱流磁場の増幅、(2) ガンマ線放射のメカニズム、の2点が現在のホットピックと言える。以下の節でこれらに着目して筆者らの観測結果を紹介するが、その前に乱流磁場増幅の理論について簡単に述べよう。

2.1 Bellの仮説

衝撃波において乱流磁場が、星間磁場の強度を大きく超えて、宇宙線加速に伴い増幅される—この仮説⁸⁾が英国のBellらによって提唱されたのは2000年のことである。以来、磁場増幅はフェルミ加速理論における本質的な要素として組み込まれつつある。Bell仮説においては、宇宙線のジャイロ半径より小さいスケールの乱流磁場が非共鳴的に急速に増幅され、衝撃波上流への宇宙線の拡散

*1 爆心に高速で回転する中性子星(パルサー)が作られると、その周りにパルサー星雲ができる。パルサー星雲も広義の超新星残骸であるが、本稿では超新星残骸といった場合、パルサー星雲を含まない。

に伴うエネルギー流が乱流磁場に効率的に移行する。その結果、星間磁場(約 $5 \mu\text{G}$)は10-100倍に増幅される。そのような磁気乱流を励起するには衝撃波速度が大きい必要があり、この増幅機構は若い超新星残骸でのみ有効である。

Bell 仮説が広く支持されている背景には X 線観測の結果がある。チャンドラ X 線衛星による秒角スケールの高空間分解の観測によって、シンクロトロン X 線がフィラメント状^{*2}の空間構造をもつことがわかり^{9), 10)}, それは星間磁場を大きく上回る磁場強度で説明されるようになったのである。

2.2 時間変動するシンクロトロン X 線放射の発見

2004年に始まった撮像型大気チェレンコフ望遠鏡 H.E.S.S. による銀河面のサーベイ観測で、次々と銀河系における超高エネルギー天体が姿を現した¹¹⁾。その中で、南天に TeV ガンマ線帯域にてひとときわ明るく輝くのが超新星残骸 RX J1713.7-3946 である。TeV ガンマ線でそのシェル型の構造が「撮像」され、高エネルギー天文学史上エポックメイキングな成果となった¹²⁾。極めて強いシンクロトロン X 線源でもあり¹³⁾, X 線では秒角スケールの高空間分解の観測ができるため、粒子加速の現場をとらえることができる¹⁰⁾。天体衝撃波による超高エネルギー粒子加速を研究するうえで、近年大いに注目を集めている超新星残骸である。

筆者らはチャンドラ衛星を用いて、この超新星残骸を 2005, 2006 年にそれぞれ同じ北西部を X 線で観測し、2000 年に行われた最初の観測と比較した(図 1)。その結果、シンクロトロン X 線のフィラメント構造が、1 年という短期間に現れたり消えたりする現象を発見した⁷⁾。これは最大 1 mG にも達する強い乱流磁場が超新星残骸の星間

衝撃波で作られ、その磁場の中で TeV エネルギーの電子が急激に粒子加速やシンクロトロン冷却を受けていることを示す。あるいは乱流磁場の増幅や減衰そのものが時間変動として観測されている可能性も指摘されている¹⁴⁾。いずれにしても、Bell 仮説で提唱されているような乱流磁場の増幅の結果だと考えられる。多くの研究者にとっては想定外の新現象の発見であり、筆者の科学的直感が的中したのは僥倖としか言えない。2009 年にはチャンドラ衛星による大規模な追観測を行い、詳細な研究を行っているところである。

TeV ガンマ線の放射機構を決定し、超新星残骸での宇宙線加速を検証するうえでも、衝撃波で磁場が増幅されているという X 線観測の結果が鍵となっている。ガンマ線の放射機構には π^0 崩壊によるものと逆コンプトン散乱によるものが主に考えられる^{*3}。後者の場合、シンクロトロン放射の強度から平均磁場は $\approx 14 \mu\text{G}$ となり⁶⁾, シンクロトロン X 線の時間変動を説明するのは難しい。おそらく、衝撃波加速された宇宙線陽子(とイオン)が乱流磁場を非線形的に増幅し、衝撃波加熱された星間ガスとの衝突により π^0 中間子を作り、ガンマ線に崩壊しているのだろう。超新星残骸の衝撃波において非熱的エネルギーの大部分は高エネルギー陽子が担っているはずで、ガンマ線放射が宇宙線陽子の加速によるものだと結論づけられれば、銀河宇宙線の起源を解明する重要な一步となる。しかし、ガンマ線光度から要求される密度をもつ高温ガスからの熱的 X 線が、「すぎく」の観測で検出されなかったことから、ガンマ線が逆コンプトン放射によるものであるとの主張もあり¹⁵⁾, まだ決着はついていない。ギガ電子ボルト ($1 \text{ GeV} = 10^9 \text{ eV}$) のエネルギー領域を過去の検出器を大幅に上回る性能で観測するフェルミ・ガン

*2 シート状の構造を二次元に射影したものと考えられる。

*3 π^0 崩壊によるガンマ線は、宇宙線陽子・イオンと星間物質の原子核とが衝突して中性パイ中間子 (π^0) が創られ、2 個のガンマ線に崩壊したもの。主に宇宙線陽子と水素原子核の衝突なので、陽子-陽子衝突と言います。一方、逆コンプトン散乱によるガンマ線は、宇宙線電子が宇宙マイクロ波背景放射などの光子をガンマ線に「叩き上げた」もの。

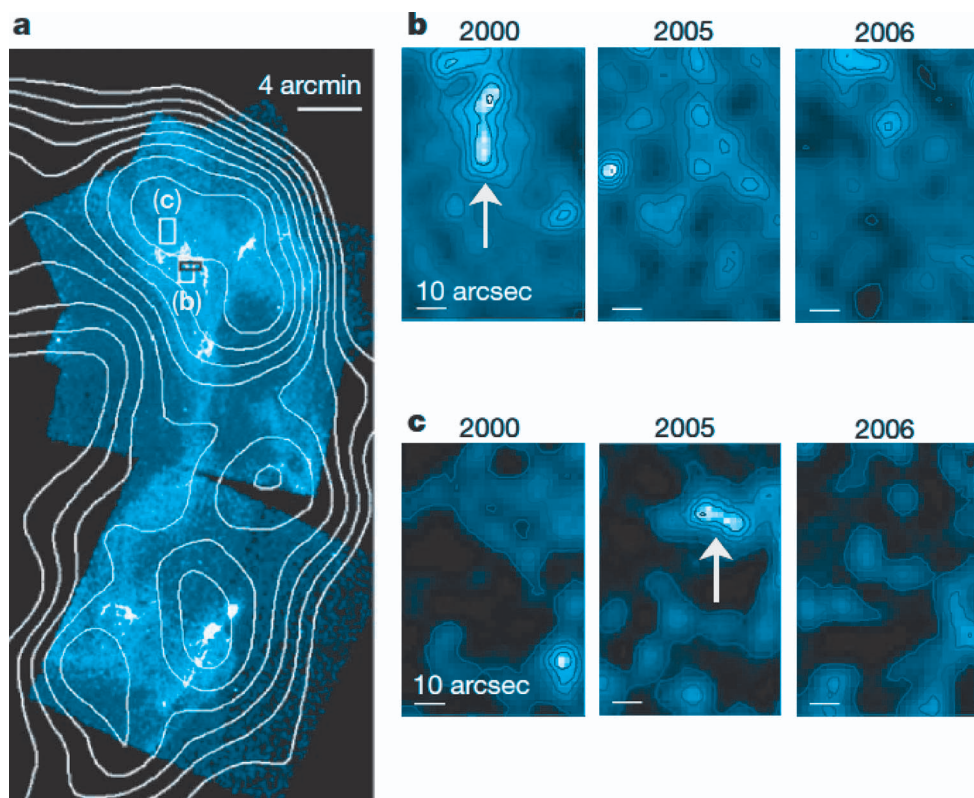


図1 パネル a: 超新星残骸 RX J1713.7-3946 西部の X 線 (カラー) と TeV ガンマ線画像 (等高線). パネル b, c: 北西シェル内 (b), (c) の拡大図. 年スケールで時間変動する X 線フィラメントが見られる. 宇宙線が加速されている様子が初めて「リアルタイム」でとらえられた. (文献 7 より引用.)

マ線宇宙望遠鏡が打ち上げられ (3.1 参照), その観測結果がこの問題に新展開をもたらすと期待されている. 実際に GeV ガンマ線が検出されており, 現在, 筆者ら SLAC の研究者を中心としてデータ解析が進行中である.

2.3 逆行衝撃波による粒子加速

宇宙線加速の舞台として星間衝撃波が主に議論されるが, 実はイジェクタに進行する逆行衝撃波においても高エネルギー粒子の加速は見られる. その最たる例が超新星残骸カシオペア A である. カシオペア A はおよそ 330 年ほど前の爆発で作られた超新星残骸であり, 2008 年に G1.9+0.3 がその座を奪うまで, 最も若い超新星残骸として知

られ, 詳細な研究の対象とされてきた. シンクロトロン放射が赤外線領域でも検出されている唯一の例でもある (図 2).

星間衝撃波*4 の位置に, シンクロトロン X 線のフィラメントがあり¹⁷⁾, その場所で高エネルギー電子の加速が行われていることがわかる (図 2). 一方, 電波と赤外線の画像に見える明るいうろむ状の構造は, イジェクタ内の逆行衝撃波によって高エネルギー電子が生成された結果である. 筆者らは, 逆行衝撃波を受けたシンクロトロン X 線フィラメントも明滅していることを明らかにした¹⁸⁾. 前出の RX J1713.7-3946 に比べて変動の時間スケールは 2-4 年とやや長いものの, 磁場は

*4 カシオペア A では, 星間衝撃波が進行しているのは, 爆発前の大質量星の星風の中である.

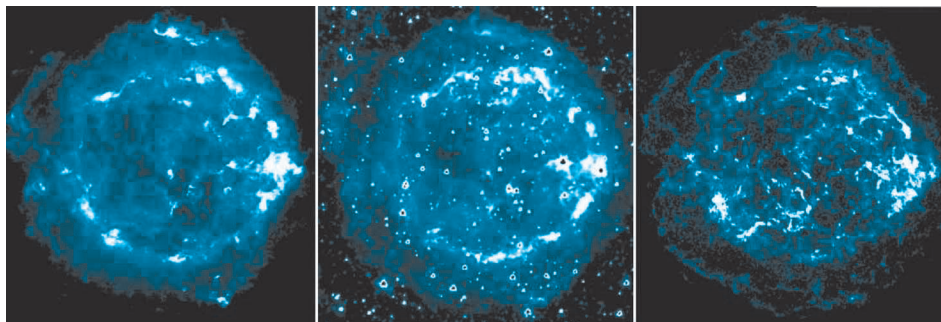


図2 超新星残骸カシオペア A の電波 (左), 赤外線 (中), X 線 (右) の画像。電波は VLA (4.7 GHz), 赤外線はスピッツァー宇宙望遠鏡の 3.6 ミクロン帯, X 線はチャンドラ衛星の 4–6 keV 帯。どの帯域でもシンクロトロン放射が卓越している。X 線画像の最外縁にフィラメント構造があり, 星間衝撃波の位置を示す。直径は 5 パーセク。(文献 16 を元に作成。)

0.1 mG 以上であると推定できる。さらに, その後の観測で星間衝撃波でも時間変動が確認され, やはり磁場の増幅が観測されている¹⁹⁾。

シンクロトロン X 線のフィラメントは, 局所的に磁場が大きくなっているに過ぎない可能性も指摘されている²⁰⁾。しかし, 磁場強度が大局的にも 0.1 mG 以上であることは, 最近のガンマ線放射の観測から明らかになっている。TeV ガンマ線は H.E.S.S. 望遠鏡の前身である HEGRA 望遠鏡によって 2001 年に発見されていた²¹⁾。一方, GeV ガンマ線は 2010 年にフェルミ衛星による観測で発見され, 若い超新星残骸としては GeV 帯域での検出の最初の例となり, 筆者を責任著者とした論文において報告された²²⁾。図 3 に, ガンマ線スペクトルが π^0 崩壊起源であるとした場合のモデルを示す。ここで仮定された磁場は 0.3 mG であるが, 少なくとも 0.1 mG 以上の平均磁場が必要である。(さもないと相対論的電子による制動放射が観測されたガンマ線強度を上回ってしまう。) また, 熱的 X 線放射の観測結果に基づくガス密度を用いて, 高エネルギー陽子・イオンの総エネルギーが $\sim 5 \times 10^{49}$ erg と求められる。これは総運動エネルギーの 2% 程度である。しかし, 現時点では制動放射によるガンマ線である可能性も残っている。日本の次期 X 線衛星 Astro-H 搭載の Soft Gamma-ray Detector (SGD) によって制動放

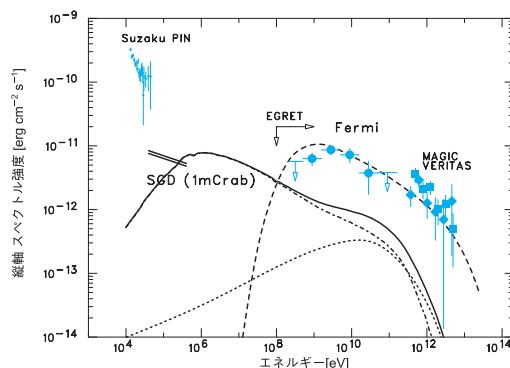


図3 超新星残骸カシオペア A の X・ガンマ線スペクトル。破線は高エネルギー陽子起源の π^0 崩壊ガンマ線スペクトルを示す。点破線, 点線はそれぞれ高エネルギー電子による制動放射, 逆コンプトン散乱スペクトル。X 線データは文献 23, ガンマ線データとモデル曲線は文献 22 に基づく。

射成分を測定することで, この問題に決着をつけることができる」と期待される。

3. 「若くない」超新星残骸での衝撃波加速

3.1 フェルミ・ガンマ線宇宙望遠鏡の登場

SLAC 国立加速器研究所を宿主とした国際ミッションとして開発され 2008 年 6 月に打ち上げられたフェルミ・ガンマ線宇宙望遠鏡は, 主検出器として Large Area Telescope (LAT) を搭載している。LAT 検出器はコンプトン衛星 EGRET

表1 フェルミ衛星 LAT 検出器による超新星残骸の観測結果. ガンマ線光度は 1–100 GeV の帯域での光度. 距離は文献 25 による. 分子雲との相互作用の有無は, OH メーザー (1,720 MHz), 衝撃波で励起された水素分子 (H_2) 輝線, あるいは一酸化炭素 (CO) 輝線などの観測による.

名前	距離	大きさ (直径)	分子雲との相互作用	ガンマ線光度
カシオペア A	3.4 kpc	5 pc	No	4×10^{34} erg/s
W49B	7.5 kpc	8 pc	Yes (H_2)	9×10^{35} erg/s
G349.7+0.2	14 kpc	9 pc	Yes (OH maser, H_2 , CO)	9×10^{35} erg/s
3C 391	7.2 kpc	12 pc	Yes (OH maser, H_2)	1×10^{35} erg/s
IC 443	1.5 kpc	20 pc	Yes (OH maser, H_2 , CO)	8×10^{34} erg/s
W44	2.9 kpc	25 pc	Yes (OH maser, H_2 , CO)	3×10^{35} erg/s
W28	2 kpc	26 pc	Yes (OH maser, H_2 , CO)	9×10^{34} erg/s
CTB 37A	9 kpc	39 pc	Yes (OH maser, CO)	6×10^{34} erg/s
G8.7–0.1	4.5 kpc	59 pc	Yes (OH maser)	2×10^{35} erg/s
W51C	6 kpc	76 pc	Yes (OH maser, CO)	8×10^{35} erg/s

検出器をはじめとする過去の GeV ガンマ線観測装置を大幅に上回る性能をもち, ガンマ線天文学に大きな進歩をもたらしつつある. フェルミ衛星による科学的な成果については文献 24 から始まる天文月報のフェルミ特集をご覧いただきたい. 超新星残骸のガンマ線観測についても, 筆者ら SLAC の研究者を中心としたデータ解析により新展開を見ている. (例えばカシオペア A についてはすでに前節で簡単に紹介したとおりである.)

これまでに GeV ガンマ線が LAT により検出された超新星残骸の一覧を表 1 に掲げる. まず, W49B や W51C といった超新星残骸では GeV ガンマ線光度が $\sim 1 \times 10^{36}$ erg/s に達している. これはどの超新星残骸の TeV ガンマ線光度に比べても 10 倍以上大きい. つまり, 今まで TeV ガンマ線を説明するために考えられていたシナリオに比べ, かなり効率良くガンマ線を発生している必要がある. ほとんどの場合, GeV ガンマ線スペクトルは単一のべき関数では表されず, ガンマ線強度は高エネルギー側でより急峻に落ちる. これらガンマ線の検出された超新星残骸は, シンクロトロン電波放射が強い. このことは銀河系内の超新星残骸における「直径 vs 電波表面輝度」の散布図 (いわゆる Σ - D 関係) を見るとわかりやすい (図 4). 電波表面輝度の高い超新星残骸からガンマ線

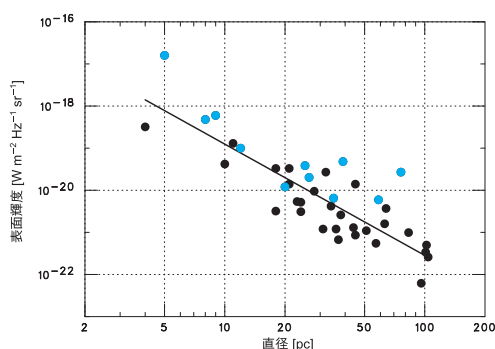


図4 銀河系内の超新星残骸における直径 vs. 電波表面輝度の散布図 (いわゆる Σ - D 関係). LAT によりガンマ線が検出されている超新星残骸を青色で示した. 文献 25 を元に作成.

が検出されていることが見て取れる.

この表から直ちに浮かび上がる顕著な特徴は, 分子雲と相互作用をしている超新星残骸の多さであり, 実にカシオペア A 以外はすべてとなっている. そもそも星は分子雲から生まれる. 重い星は寿命が短く (数百万年程度), 生まれた場所である分子雲の近くで死を迎えて超新星爆発を起こす. その爆風が分子雲と衝突し, 相互作用することはゆえに必然でもある. 実際, 銀河系の超新星残骸のうち, 1/4 程度は分子雲との相互作用の兆候が認められている. もともと分子雲と相互作用している超新星残骸からのガンマ線強度は大きくなることが予言されていた²⁶⁾. 一見その予想ど

おりではある。しかし、次節で述べるように従来の説とは異なった機構によってガンマ線強度が大きくなっていると筆者らは提唱している。

3.2 GeV ガンマ線放射のモデル

フェルミ衛星による観測で、ガンマ線でもとても大きな光度を示す超新星残骸の一群が存在することを明らかにできた。それらは分子雲と相互作用してシンクロトロン電波放射が強いという特徴をもつ。シンクロトロン電波は GeV 領域のエネルギーをもつ電子が放射し、GeV ガンマ線放射を担う粒子とエネルギーが近い。したがって、まずは電波放射のメカニズムを議論しよう。

W44 や W28 などの電波放射の空間分布は、衝撃波を受け励起した水素分子ガスからの輝線の分布とよく相関している。これは衝撃波で圧縮を受けた分子雲から強いシンクロトロン光が放たれていることを示す。W44 の場合を例にとり順を追って説明する。超新星残骸の星間衝撃波が分子雲と衝突すると、分子雲中に衝撃波が透過する（分子衝撃波と呼ぶ*5）。分子雲の密度は $n_0 \sim 200 \text{ H/cc}$ 、分子衝撃波の速度は $V_s \sim 100 \text{ km/s}$ と推定されている²⁷⁾。ただ分子雲は一樣ではなく高密度のコアがあり、 $n_0 \sim 2 \times 10^4 \text{ H/cc}$ の領域には $V_s \sim 25 \text{ km/s}$ の遅い分子衝撃波（いわゆる C-タイプ）が伝播し、OH (1720 MHz) メーザー源となって観測されている²⁸⁾。このような遅い分子衝撃波は強いシンクロトロン電波源ではなく、ここでは考えない。 $V_s \sim 100 \text{ km/s}$ の衝撃波においてフェルミ加速の機構により高エネルギー粒子が加速される。若い超新星残骸の場合と違って衝撃波速度が小さいので、もともと分子雲中に存在していた銀河宇宙線が衝撃波で再加速されることだけをまずは考える。

衝撃波で再加速された銀河宇宙線は、原子に分解しイオン化されたガスとともに衝撃波下流に流される。ガスは下流で放射冷却により温度が下が

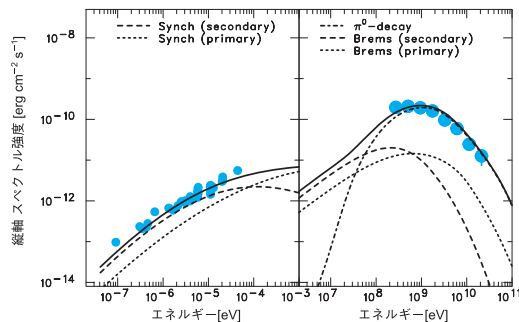


図5 超新星残骸 W44 の電波スペクトル (左パネル) とガンマ線スペクトル (右パネル). 電波放射は銀河宇宙線電子・陽電子の再加速 (primary) と、圧縮分子雲中の pp 衝突で生じた二次電子・陽電子 (secondary) によるもの。ガンマ線放射は高エネルギー陽子・イオン起源の π^0 崩壊ガンマ線スペクトル。文献 30 より。

り圧縮される。磁場に凍結された宇宙線も、磁場の圧縮とともに断熱圧縮される。宇宙線と磁場は典型的には 50 倍ほど圧縮され、高強度のシンクロトロン放射が期待される。このようなメカニズムはすでに 1982 年に Blandford と Cowie の論文によって議論されている。

シンクロトロン放射が強くなるとともに、陽子-陽子衝突による π^0 生成とその崩壊によるガンマ線も強くなることが期待される。そこで、筆者らはガンマ線放射のモデル化を行った。フェルミ衛星が観測したガンマ線スペクトルは、高エネルギー側で急峻にスペクトル強度が落ちる特徴をもつ。このことを再現するために、Malkov らが最近に提唱したメカニズム²⁹⁾を作業仮説として採用した。これは、イオン-中性粒子間の衝突に起因してアルヴェン (Alfvén) 波が特定の波数で消失し、衝撃波上流に宇宙線が逃げ出し、衝撃波加速された宇宙線スペクトルに折れ曲がりが生じるというものである。図 5 にモデル計算の結果を示す³⁰⁾。電波スペクトルも同時に計算している。爆発エネルギー、年齢、分子雲密度などは文献 27 をそのま

*5 ここでは、衝撃波下流で分子が解離する場合も分子衝撃波と称する。

ま採用し、分子雲磁場 B_0 と分子雲充填率 $f = V_{MC}/V_{SNR}$ (ここで V_{MC} は衝撃波を受けた分子雲のもともとの体積で、 V_{SNR} は超新星残骸の体積)のみを自由パラメーターとし、 $B_0 = 20 \mu\text{G}$ 、 $f = 0.22$ の組み合わせで電波とガンマ線の強度を同時に説明できることがわかった。もともと分子雲中に存在していた銀河宇宙線を分子衝撃波で「再加速」するため、自由パラメーターが少ないことを強調したい。わずかに二つの自由パラメーターで(しかも、それほど自由ではない)、電波・ガンマ線の放射強度だけでなく、電波スペクトル指数 ($\alpha = 0.37$)、ガンマ線スペクトルの折れ曲がりの位置を再現できたことは、モデルの筋の良さを示す。(とはいえ、折れ曲がりの位置まで再現できたのは、おそらくできすぎであろう。)

W44 の場合は観測された GeV ガンマ線放射は銀河宇宙線の再加速で賄え、他のほとんどの超新星残骸でも再加速で十分のようである。例外は W49B で、残骸が小さい(直径 8 pc)にもかかわらず、大きいガンマ線光度を持ち、再加速だけではなく、熱的粒子からの「ボトムアップ」の衝撃波加速が必要なようである。むしろ、このような場合の観測結果のほうがフェルミ加速理論への貢献は大きくなるかもしれない。なお、Aharonian と Atoyan の 1996 年の論文²⁶⁾に代表されるようなモデル³¹⁾では、超新星残骸から逃げ出した宇宙線陽子が、衝撃波による圧縮を受けていない通常の分子雲に突入して放射される π^0 崩壊ガンマ線を考える。どちらの描像が適切か、今後の研究によって明らかになるだろう。

4. おわりに

若い超新星残骸の衝撃波において、乱流磁場が増幅されていることは、観測的にかなりはっきりしてきたと言える。宇宙線自身の拡散カレントによる非共鳴型の磁場増幅 (Bell 仮説) の理論も発展しつつある。宇宙線加速を理解するうえで磁場増幅はもはや欠かせない要素となった。

最も詳しい多波長データがそろったカシオペア A については、ガンマ線放射が π^0 崩壊によるものであるとフェルミ衛星の観測結果から示唆される。これは電子だけでなく陽子も加速されていることを意味し、宇宙線の主成分は陽子であることから、宇宙線加速の本体をようやくとらえたことになる。しかし、他の若い超新星残骸のガンマ線放射の機構とともに、まだ検証を進める必要がある。また、銀河宇宙線を説明するためには、若い超新星残骸で PeV のエネルギーまで陽子が加速されているはずであるが、そこまでのエネルギーに達しているという観測的証拠や兆候はまだ見つかっていない。この点については、次期大型チェレンコフ望遠鏡アレイ (CTA) による超高エネルギーガンマ線観測によって証拠が得られるのではないかと期待される。次期 X 線衛星 Astro-H によって二次電子起源のシンクロトロン放射をとらえることも別解としてあげておく。

フェルミ衛星が分子雲と相互作用する超新星残骸から発見した GeV ガンマ線放射は、ほとんどのケースで分子衝撃波における銀河宇宙線の再加速で説明できる。ガンマ線放射の機構は陽子-陽子衝突による π^0 崩壊ガンマ線である。若い超新星残骸の速い衝撃波の場合とは異なった角度から宇宙線加速に迫ることができ、これから続々と新しい知見が得られると期待している。

参考文献

- 1) Reynolds S. P., Borkowski K. J., Green D. A., et al., 2008, ApJ 680, L41
- 2) Blandford R., Eichler D., 1987, Phys Rep 154, 1
- 3) Lagage P. O., Cesarsky C. J., 1983, A&A 125, 249
- 4) Koyama K., Petre R., Gotthelf E. V., et al., 1995, Nature 378, 255
- 5) Aharonian F. A., et al. (HESS Collaboration), 2007, A&A 464, 235
- 6) Tanaka T., Uchiyama Y., Aharonian F. A., et al., 2008, ApJ 685, 988
- 7) Uchiyama Y., Aharonian F. A., Tanaka T., et al., 2007, Nature 449, 576

- 8) Lucek S. G., Bell A. R., 2000, MNRAS 314, 65; Bell A. R., 2004, MNRAS 353, 550
- 9) Bamba A., Yamazaki R., Ueno M., Koyama K., 2003, ApJ 589, 827; Vink J., Laming J. M., 2003, ApJ 584, 758
- 10) Uchiyama Y., Aharonian F. A., Takahashi T., 2003, A&A 400, 567
- 11) Aharonian F. A., et al. (HESS Collaboration), 2005, Science 307, 1938
- 12) Aharonian F. A., et al. (HESS Collaboration), 2004, Nature 432, 75
- 13) Koyama K., Kinugasa K., Matsuzaki K., et al., 1997, PASJ 49, L7
- 14) Bykov A. M., Uvarov Y. A., Bloemen J. B. G. M., et al., 2009, MNRAS 399, 1119
- 15) Ellison D. C., Patnaude D. J., Slane P., Raymond J. 2010, ApJ 712, 287
- 16) Ennis J. A., Rudnick L., Reach W. T., et al., 2006, ApJ 652, 376
- 17) Bamba A., Yamazaki R., Yoshida T., et al., 2005, ApJ 621, 793
- 18) Uchiyama Y., Aharonian F. A., 2008, ApJ 677, L105
- 19) Patnaude D. J., Fesen R. A., 2009, ApJ 697, 535
- 20) Pohl M., Yan H., Lazarian A., 2005, ApJ 626, L101
- 21) Aharonian F. A., et al. (HEGRA Collaboration), 2001, A&A 370, 112
- 22) Abdo A. A., et al. (Fermi-LAT Collaboration), 2010, ApJ 710, L92
- 23) Maeda Y., Uchiyama Y., Bamba A., et al., 2010, PASJ 61, 1217
- 24) 釜江常好, 大杉節, 2010, 「フェルミ・ガンマ線宇宙望遠鏡」, 天文月報 103, 314
- 25) Case G. L., Bhattacharya D., 1998, ApJ 504, 761
- 26) Aharonian F. A., Atoyan A. M., 1996, A&A 309, 917
- 27) Reach W. T., Rho J., Jarrett T. H., 2005, ApJ 618, 297
- 28) Frail D. A., Goss W. M., Reynoso E. M., et al., 1996, AJ 111, 1651
- 29) Malkov M. A., Diamond P. H., Sagdeev R. Z., 2010, arXiv: 1004. 4714
- 30) Uchiyama Y., Blandford R., Funk S., et al., 2010 ApJ 723, L122
- 31) Gabici S., Aharonian F. A., Casanova, S., 2009, MNRAS 396, 1629; Fujita Y., Ohira Y., Tanaka S. J., Takahara F., 2009, ApJ 707, L179

Cosmic-ray Acceleration in Supernova Remnants

Yasunobu UCHIYAMA

SLAC National Accelerator Laboratory, 2575 Sand Hill Road M/S 29, Menlo Park, CA 94025, USA

Abstract: Galactic cosmic rays (CRs) are widely thought to be accelerated by the shock waves in supernova remnants (SNRs). X-ray observations have shown that the magnetic field is amplified at the shock front, which may be interpreted as being due to non-resonant CR streaming instability. The magnetic field amplification is now considered to be an integral part of efficient diffusive shock acceleration. Recently, the Fermi Gamma-ray Space Telescope has detected luminous GeV gamma-ray emission from SNRs interacting with molecular clouds. It is shown that the gamma-ray emission can be explained by a model, in which a shocked cloud and frozen-in CRs are compressed by the supernova blastwave as a result of formation of a radiative cloud shock.