マゼラン雲の高エネルギー現象 拡散成分 編

小山班：西内 満美子（京大理・宇宙線研究室） mamiko@cr.scphys.kyoto-u.ac.jp
今西健介、辻本匡弘、横川淳、小山勝二

1　マゼラン雲内での研究対象

マゼラン雲内における高エネルギーな研究対象天体としては、次のようなものがあげられる。
Inter Stellar Matter に関するもの

- Diffuse な X 線
- 星生成領域 (30 Doradus)
- 熱的輻射をする超新星残骸
- Diffuse なγ線 (GeV 領域のエネルギーを持つもの)
  これと相関のある非熱的な電波

Discrete なもの

- Soft Gamma-ray Repeter
- Supersoft X-ray source
- Pulsar
- Clab-like 超新星残骸
- Low Mass X-ray Binary
- Black Hole

ここではマゼラン雲の高エネルギー現象のうち、拡散成分についてとりあげる。

2　Diffuse X 線の起源

大マゼラン雲内には多量の Diffuse な X 線が分布している。これらの起源について、空間分解能の良い Einstein 衛星や ROSAT 衛星を使い研究されている。

2.1　5kpc スケールでの Diffuse X 線

1991 年 Wang etal は、 Einstein でとられた大マゼラン雲のデータを、すべて使用することにより、その中から discrete なソースすべてを抽出、後に残った diffuse X 線成分のマップを作成した (図 1)。

図 1 を見てわかるように、大マゼラン雲内には広い範囲にわたって diffuse な X 線が分布している（Einstein のエネルギーバンドにおいて、約 2×10^{38}erg s^{-1} ものフラックスを持つ）。また、 Diffuse X 線の分布は一様ではなく、明るいところと暗いところの surface brightness の差には約 7 倍ものひらきがある。

この明るさの違いは、次のように説明されている。

暗いところ　Cosmic X-ray Background が大マゼラン雲内の冷たいガスにより吸収されてできている。理由はその場所に HI の濃い雲が分布すること、その場所の X 線フラックスが同銀緯の大マゼラン雲外の場所の X 線フラックスよりも、低い値を示すことなどがあげられる。

明るいところ　我々の銀河のハローとの相互作用により、大マゼラン雲内の Interstellar matter が熱っせられ、X 線が放射されている。

場所毎のスペクトルの違いが報告されており、30 Doradus 近傍においては kT $\sim$0.94keV (N_H=3.9$\times$ 10^{21} cm^{-2})、30 Doradus よりも 2° 程はなれた領域においては kT $\sim$0.27keV (N_H=5.0$\times$ 10^{20} cm^{-2})、なる thin thrmal plasma であらわされる。これらは diffuse X 線が、温かい Interstellar matter からの放射であることを指示する結果である。

Snowden & Petre(1994) らは、ROSAT によってとられた大マゼラン雲内のデータを使い、Einstein 衛星の観測で得られたマップよりもさらに鮮明な大マゼラン雲のマップを作成した。Einstein 衛星ですでに diffuse X 線で明るいと確認されていた 30 Doradus 領域、Optical Bar 以外にも、さらに小さなスケールでの diffuse X 線の構造が明確になった。特に、$[(\alpha,\delta)\sim 5^h 48^m, -69^\circ.5]$ から 30 dorarus の南方に伸びる dark lane と呼ばれる構造は、Wang etal(1991) によってすでに指摘されていたが、ROSAT によってそれがかなりシャープな構造を持つとわかった。またスペクトルの情報より、大マゼラン雲内で $\sim$0.22keV から $\sim$ 0.86keV まで温度変化があること、さらに 30 Doradus 付近で、もっともスペクトルがハードになっていることもわかった。

2.2　1kpc スケールでの Diffuse X 線

2.2.1　Super Giant Shell との相関

もう少し小さなスケールで diffuse X 線がどのように分布しているかを見る。光学や電波の観測より、大マゼラン雲内には 9 個、小マゼラン雲内には 1 個の Super Giant Shell と呼ばれる構造が指摘されている（Meaburn 1980）。Diffuse X 線はこれらの構造との関係があることが指摘されている。大マゼラン雲内の LMC-2、LMC-4、小マゼラン雲内の SMC-1 と呼ばれる Super Giant Shell に対しては内部に観測されている diffuse X 線についてのスペクトル解析が行なわれており (Wang and Helfand 1991, Bomans et al 1994)、スペクトルは thin-thermal なプラズマモデルにより再現され、温度、ルミノシティーは表のようになっている。

いずれの Super Giant Shell からの X 線も、ボロメトリックに直すと約 10^{38-39} ergs s^{-1} ものルミノシティーを持つことになる。

例えば、LMC-2 の年齢は約 10^7 年と考えられている。その間に約 200 個の超新星が爆発したと考えられているので (Caulet etal 1982)、爆発によって約 5×10^{38}ergs s^{-1} のエネルギーが解放されたと考えられる。この値は観測されているルミノシティーの値と大体等しく、エネルギーの源が超新星残骸であると考えても矛盾ではない。

また観測により、diffuse X 線の放射領域は optical filament によって周りを囲まれていること、これらの系はまだまだ広がりつつあること、等がわかっている。以上のようなすべての観測結果を満たすような描像として、次のようなものが考えられている ; シェル中に観測される多量な X 線は、そこに存在する多くの OB 星または超新星からの温かい coronal gas が、非一様な冷たい星間物質中へとふきだし、周囲が乱され熱的なエネルギーに変換され、発生すると考えられている（図 3）。OB 星、超新星からの coronal gas のフローが周りのつめたいガスとぶつかる境界では、物質が圧縮され密度が濃くなるため、星生成活動が盛んに営まれていると考えられる。したがって、そのような領域で形成された星が成長し、超新星爆発を起こして周りの物質を吹き飛ばし......と、サイクリックな活動が行なわれることにより、どんどんシェルが膨張していく。

SMC-1 に関しては、ASCA により近々観測することが決定している。Einstein や ROSAT のもつエネルギー分解能よりはるかに優れた ASCA の能力を生かせば、さらに diffuse X 線に関する新しい情報を得ることが期待できる（ラインの有無、アバンダンスなど）。

2.2.2　X-ray shadow

Blondiau etal(1997) らは、ROSAT 衛星のデータを用いることにより 30 Doradus の南東に位置する diffuse X 線の得意な構造に着目した（図 2）。Diffuse X 線で明るく輝く領域を wedge、暗い領域を shadow と名付け、両者のスペクトル解析を行なった。両領域の明るさの違いは、両領域の視

	kT	X-ray Luminosity [a]
LMC-2	5×10^6[K]	$\sim2\times10^{37}$[ergs s^{-1}]
LMC-4	2×10^6[K]	$\sim1\times10^{37}$[ergs s^{-1}]
SMC-1	8×10^6[K]	$\sim1\times10^{36}$[ergs s^{-1}]

[a] 0.16–3.5keV band X-ray flux

線方向の吸収物質の量の違いで説明できることを明らかにした。

2.3 30 Doradus 付近での diffuse X 線

有名な星生成領域である 30 Doradus は、 diffuse X 線を出すことが確認された初めての HII 領域である。 Q.D.Wang (1999) は、 ROSAT の撮像能力と、 ASCA のエネルギー分解能を使って、 30 Doradus 領域を調べた。

30 Doradus からはルミノシティーにして約 10^{38}ergs s^{-1}(0.5–2keV) もの X 線を放射している。これは、 OB 星が星風によって出す X 線のエネルギーを考えると、約 10^6 個の OB 星分に相当するという膨大な量である。 X 線の放射領域は図 4 に示すようにかならず HII 領域によって囲まれているという特徴を持っている。（図 4 の赤、青、緑は、それぞれ、 X 線、 UV、 Hα をあらわしている）。diffuse な X 線のルミノシティーは、 $\sim10^{38}$ergs s^{-1} にもなり、これは一つの OB 型星が、星風で出すエネルギーの約 10^6 倍になる。このような莫大な量の diffuse X 線の放射エネルギーは central cluster R136 からのエネルギー供給により説明が可能である (Q. Wang etal. 1999)。

3 熱的輻射をする超新星残骸

3.1 超新星残骸の進化と超新星残骸からの X 線

超新星残骸の進化過程は、次の 3 つに分けられる。

- Free Expansion Phase
  (5-10)$\times10^3$km s^{-1} なる初速度を持って放出された ejecta が、周りの星間物質との衝突により減速されることなく星間空間へ広がってゆく時期を示す。爆発による blast wave 通過後の高圧になったガスは ejecta 中を内側に向かって伝播する reverse shock を形成する。この reverse shock によって加熱された ejecta が X 線を放射する。したがって、この時期において観測される X 線は、爆発によって吹き出された ejecta の性質を反映している。
- Adiabatic Phase
  超新星残骸の shell が十分に減速を受けるが、一方で、 shell からの輻射によるエネルギー損失が爆発時のエネルギーに比べてまだ十分小さい時期をいう。この時期においては、爆発によって掃き集められた周りの星間物質が、ショックによって加熱され、 X 線が放射される。従って、放射される X 線は、周りの星間物質の性質を反映したものとなる。
- Radiatice Cooling Phase
  放射冷却が効いてくる時期。超新星残骸が冷えて、密度の濃い冷たい shell が形成される。

このうち、 Adiabatic Phase にある超新星残骸の X 線スペクトロスコピーをおこなうことにより、大マゼラン雲内の物質についての星間物質についての情報が得られる。 Huges、 Hayashi and Koyama (1999) は、 ASCA 衛星を用いて大マゼラン雲内の Adiabatic Phase にある超新星残骸を観測し X 線スペクトロスコピーを行なった。大マゼラン雲内の超新星残骸のうち ASCA により観測されていて、かつスペクトロスコピーを行なうに十分に明るいものは、 10 個存在する。それらの分布は、図 5 に表したようになっている。このうち 7 個が、 Adiabatic Phase にいると考えられている。

3.2 Adiabatic Phase にある超新星残骸

Adiabatic Phase にいる超新星残骸中のガスの物理状態は一様媒質中での点源の爆発で近似でき、数学的には、 Sedov、 Taylor によって導かれた自己相似解によって記述できることが知られている。その自己相似解によると超新星残骸中の、密度、温度、圧力、などのパラメーターは、図 6 のようになる。例えば、温度は超新星残骸の外側にいくほど低くなり、反対に密度は外側にいくほど急激に増加する。これは超新星残骸中の物質が、ほとんど外側の shell 部分にかたまっていることを示している。一方、 X 線の放射は物質の密度の大きな部分より出ていると考えられるので、多くの超新星残骸が shell 状に観測される事実は素直に理解することができる。

ASCA 衛星を用いて大マゼラン雲内の超新星残骸を観測した場合、超新星残骸内部を空間的に分割して、その各々の場所におけるスペクトルをとることは不可能である。しかし、図 6 よりわかるようにすべての物理的なパラメータを、超新星残骸中で一定とするわけにはいかない。

そこで、超新星残骸内部の物理パラメータが、セドフ解に従うとしたモデルを使用してやることにより、スペクトロスコピーを行なった。

ところで、一般にショックが起こった直後は、大半のエネルギーをイオンがもらい受け、電子は、クーロン散乱によって、イオンからゆっくりとエネルギーをもらい受けるといわれている。そこでモデルを、さらに 2 つに細分した。一つはショック面においてイオンと電子の温度が同じであると仮定したもの (Sedov Equipartition Model)、もう一つは、それらが異なり、かつイオンから電子へは、クーロン散乱によってエネルギーの輸送が行なわれるとしたもの (Sedov Non-Equipartition Model) である。

セドフモデル内で使われるパラメータのうち、独立なものは 3 つである。しかし、大マゼラン雲内の超新星残骸についてのスペクトロスコピーを行なう場合は超新星残骸への距離がわかっているために、観測より 4 つのパラメータを得ることが可能となる。従って、得られた結果の妥当性を確かめることが可能である。これは、セドフモデルを使ってスペクトロスコピーを行なうことの最大の強みといえる。

以下、このスペクトロスコピーによって得られた重要な結果を 2 つ記述する。

3.3 超新星残骸の爆発エネルギー

大マゼラン雲内の Adiabatic Phase にある 7 つの超新星残骸の X 線スペクトルは、 Sedov Non-Equipartition Model により再現できた。つまり、ショック面において、イオンと電子の温度が同じでなく、イオンから電子へのエネルギー輸送が完全でないことを示す。

今まで観測より、超新星の爆発エネルギーは $\sim 10^{51}$ergs であると求められている。これは、電子の温度の測定によって得られた爆発エネルギーである。従って、上の意味することは、この観測より得られた爆発エネルギー $\sim 10^{51}$ ergs という値は下限に過ぎないということである。すなわち、超新星爆発時に発生するエネルギーは、もっと大きい可能性があることを示唆する。

このことが本当なのか、あるいは、使用したセドフモデルに限界があるのか、それは、次期 X 線衛星 Astro-E 搭載カロリーメータ (XRS) による観測で明らかになる。すなわち、超新星残骸中のイオンの温度を直接観測すればよいのである。これは、これからの我々の課題である。

3.4 大マゼラン雲内の元素組成

大マゼラン雲内の Adabatic Phase にある 7 つの超新星残骸のシステマティックな X 線スペクトロスコピーは、大マゼラン雲内のアバンダンスという重要な結果をもたらす。今までに、いろいろな波長の観測を用いることにより大マゼラン雲内のアバンダンスに関する情報が得られてきたが、この方法はそれとは全く独立なものである。

結果は図 7 に示されている。○で示されているのは、 Russell & Dopita (1992) により求められた大マゼラン雲内のアバンダンスで、 F 型超巨星のスペクトル解析より求めた結果である。それにたいして、■で表されているのは X 線スペクトロスコピーの結果である。

だいたいにおいて、両者の結果は一致している。しかしながら、マグネシウム、シリコンのアバンダンスは、かなりことなる。Russel & Dopita (1992) による、シリコン、マグネシウムのアバンダンスは、大マゼラン雲内の超新星残骸のうち極一部を用いて、それらからの、1 もしくは 2 つのラインによって決定されている。従って、不定性がかなり大きい。しかしながら、X 線を使って求められた大マゼラン雲内のアバンダンスは、水素状、あるいはヘリウム状のイオンの K 殻からのラインをもとにして決定されたものであり、これらについては良く研究されているため信頼性が高い。

図 7 に示されるように、どの元素のアバンダンスも、0.2∼0.4 solar なる値をとる。Ia 型の超新星が爆発により鉄を多く作ること、II 型の超新星が爆発により酸素を多く作ることを考えると、今までに大マゼラン雲内で起こった超新星爆発の Ia 型と II 型の個数比が、我々の銀河系内でのそれと一致することを表している。

3.5 小マゼラン雲内の元素組成

X 線を使った、小マゼラン雲内のアバンダンスの決定はまだなされていない。理由は現在小マゼラン雲内に Adiabatic Phase、かつ、ASCA でスペクトロスコピーを行なえるほど明るい超新星残骸がないためである。しかしながら、電波の観測により、Adabatic Phase にいると指摘されている超新星残骸が約 10 個ほど存在する。従って、ASCA よりも有効面積の大きい XMM 衛星などを用いて観測することにより、大マゼラン雲同様、小マゼラン雲に対しても、今までとは全く独立な X 線を使った方法でアバンダンスが決定できると思われる。これは、我々の今後の課題である。

4 GeV γ線で探る星間空間

4.1 マゼラン雲内部の力学状態

マゼラン雲には以下のような特徴が見られる。

- SMC の main body には、LMC の方向に突き出した構造がある (“Wing”)。
- SMC の Wing から LMC にかけて、帯状の HI (“Bridge”) が存在する。
- Bridge 内部および Wing の星のほとんどが若い ($\sim 10^8$ yr; Irwin et al. 1990)。
- LMC ハロー内の比較的若い星は、Bridge 側に局在している (Vallenari et al. 1996)。
- 軌道計算によると、現在の Magellanic System （主に Magellanic Stream ）を形成する軌道は、SMC と LMC の大接近（銀河間距離が数 kpc ）を 1 回 ~ 数回含む (Murai & Fujimoto 1980 他)。

これらは SMC と LMC が近い過去に著しい重力相互作用をしたことを示唆している。その際に SMC や LMC の内部が擾乱を受け、現在まで続く活発な星形成が引き起こされたと考えられる。特に SMC は小さいので影響を強く受けると思われるが、SMC の内部状態については対立する二つの主張がなされている。一つ目の「SMC は分裂中ではない」という主張は、例えば Welch et al. (1987) による Cepheid の赤外分光の結果から支持されている。二つ目の主張は「SMC の body は分裂過程であり、内部は力学平衡にない」というものである。例えば Mathewson et al. (1988) は Cepheid の距離と radial velocity を測定し、遠方の Cepheid ほど大きな radial velocity を持ち、全体として分裂中であると結論した。この節で紹介するγ線観測からは、後者（分裂中）を支持する結論が得られた。

4.2 高エネルギー粒子の星間空間でのふるまい

星間空間に存在する高エネルギー（ ~ GeV ）の粒子は、その粒子が電子であるか陽子であるかによって異なるふるまいをする。

電子の場合　星間磁場（銀河系、 SMC、 LMC ともに数 μG 程度）に巻きつき、シンクロトロン過程で電波が放射される。電子のエネルギーを E_e、星間磁場を B とすると、放射される電波の周波数 ν は

$$\nu \approx 2[\mathrm{GHz}] \cdot \left(\frac{B}{5\mu\mathrm{G}}\right)\left(\frac{E_e}{5\mathrm{GeV}}\right)^2$$

と表される。したがって星間空間からの広がった電波放射は、 GeV 程度のエネルギーを持つ電子の分布、星間磁場の強度を反映する。

陽子の場合　陽子も星間磁場によって曲げられはするが、シンクロトロン放射は無視できる（emissivity が質量の 2 乗に反比例するため）。そのかわり、星間物質の原子核と以下の核反応を起こし、MeV–GeV のエネルギーを持つγ線が生じる。

$$\begin{aligned} p + p &\rightarrow p + p + \pi^0 + \cdots \\ \pi^0 &\rightarrow 2\gamma \end{aligned}$$

よって星間空間からの広がった GeV γ線放射は、 GeV 程度のエネルギーを持つ陽子と星間物質の分布を反映する。

4.3　マゼラン雲のγ線観測

マゼラン雲からのγ線強度は、検出される前に理論予測がされていた（LMC は Fichtel et al. 1991、SMC は Sreekumar & Fichtel 1991）。彼らの手法は以下の通りである。

- 手法 1：
  1. 広がった電波放射（＝シンクロトロン）の観測データから、 GeV 電子の量と空間分布を求める。このとき星間磁場と銀河の奥行きは仮定する（観測から得られる弱い制限に矛盾しない範囲で）。
  2. 電子と陽子の個数比が銀河系内と同じ（およそ 1:100）であると仮定し、 GeV 陽子の量と空間分布を求める。
  3. この GeV 陽子が星間空間の陽子（量と空間分布は HI の観測データから得る）と反応して生じるγ線の強度分布を求める。これで求められたγ線強度を I_1 とおく。
- 手法 2：
  1. 銀河系では力学平衡が成り立っていると考えられている（高エネルギー粒子の圧力が重力や磁気圧とつり合っている）。 LMC、 SMC でもこの状況が成立している、すなわち HI と GeV 陽子の個数比が銀河系と同じだと仮定する。
  2. HI の観測データから GeV 陽子の量と空間分布を求める。
  3. 再び HI のデータを用いてγ線強度を求める（I_2 とおく）。

結果は、 LMC では $I_1 \simeq I_2$ だが SMC では $I_1 \ll I_2$ となった。このことは、 LMC では力学平衡が成り立っているが、 SMC では成り立っていない（高エネルギー粒子が閉じこめられていない）ことを示唆する。ただし手法 1 ではいくつかの仮定を用いているため、γ線の直接観測が待たれるところであった。

後になって、 GRO 衛星搭載の EGRET 検出器（30MeV–30GeV のγ線に感度を持つ）によるマゼラン雲の観測が行われた。 LMC からは広がったγ線が検出され (Sreekumar et al. 1992)、 SMC に対しては上限値が求まった (Sreekumar et al. 1993)。この観測結果は I_1 と consistent だったた

め、上記の力学状態に関する suggestion を強く支持した。また、手法 1 が妥当であることも示されたと言えるだろう。

なお、 EGRET は空間分解能が $0.5°$–$5°$ しかないため、意味のある空間情報は得られなかった。この数倍の空間分解能が次世代ミッション GLAST によって達成される予定であり、ひょっとすると局所的な力学状態の違いが見えてくるかもしれない。また有効面積は 1 桁近く上がるため、 SMC からのγ線も検出される可能性がある (上の I_1 が正しければ可能だろう)。 SMC の Wing、 LMC のハローや 30Dor などから、両マゼラン雲の相互作用の痕跡が発見されるのではないだろうか？

参考文献

[1] Wang, D.Q., Hamilton,D.J., and Wu,X., 1991, ApJ 374, 475

[2] Snowden,S.L., and Petre, R., 1994, ApJ 436, L123

[3] Meaburn, J., 1980, MNRAS 192, 365

[4] Wang, D.Q., and Helfand,D.J., 1991 ApJ 379, 327

[5] Bomans,D.F., Dnnerl, K., and Kurster,M., 1994,A&A 283, L21

[6] Caulet,A., Deharveng,L., Georgelin,Y.M., and Georgelin,Y.P., 1982, A&A 110, 185

[7] Blondiau,M.J., Mebold,M., and Klein, U., 1997, A&A 323, 585

[8] Wang,Q., 1999 ApJ 510, L139

[9] Hughes, J.P., Hayashi,I. and Koyama,K., 1998 ApJ 505, 732

[10] Fichtel, C. E., Özel, M. E., Stone, G. & Sreekumar, P. 1991, ApJ 374, 134

[11] Irwin, M. J., Demers, S. & Kunkel, W. E. 1990, AJ 99, 191

[12] Mathewson, D. S., Ford, V. L. & Visvanathan, N. 1988, ApJ 333, 617

[13] Murai, T. & Fujimoto, M. 1980, PASJ 32, 581

[14] Sreekumar, P. & Fichtel 1991, A&A 251, 447

[15] Sreekumar, P. et al. 1992, ApJ 400, L67

[16] Sreekumar, P. et al. 1993, Phys. Rev. Lett. 70, 127

[17] Vallenari, A., Chiosi, C., Bertelli, G. & Ortolani, S. 1996, A&A 309, 358

[18] Welch, D. L., LeLaren, R. A., Madore, B. F. & McAlary, C. W. 1987, ApJ 321, 162

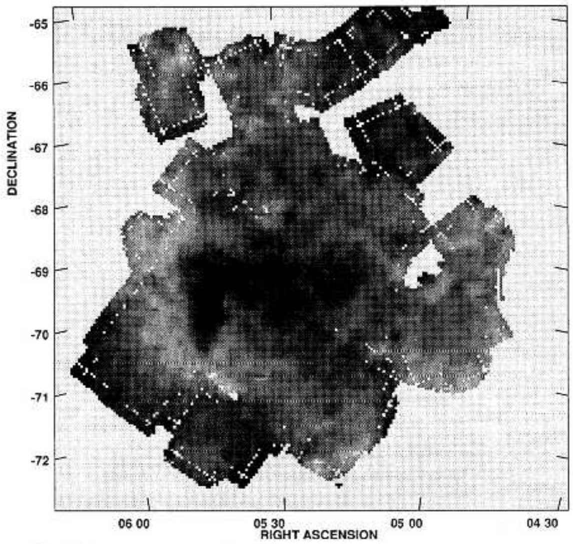
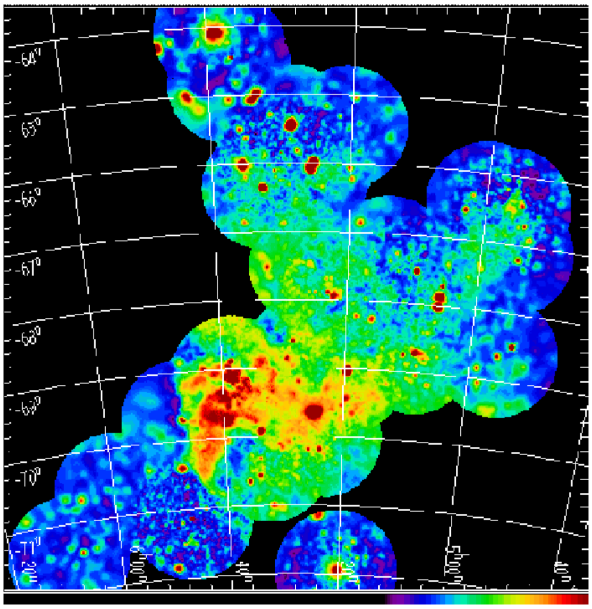


FIG. 12.—A gray-scale representation of the diffuse X-ray emission in the direction of the LMC

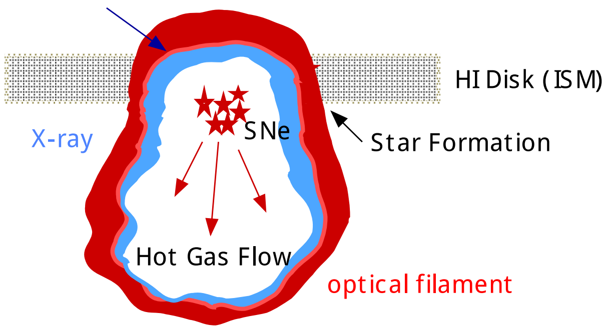


This is a false-color logarithmic-scaled image of the LMC from the mosaic of ROSAT PSPC pointed observations. The data are from the 0.5-2.0 keV band with the PI channel range 52-201. Purple indicates lower intensity while red indicates higher intensity. The data have been smoothed using an adaptive-filter algorithm. (Credit: Snowden & Petre 1994, ApJL, 436, L126.) This image shows the extensive diffuse X-ray emission from the LMC, which indicates a very active and energetic interstellar medium. More detailed analysis shows a large number of point sources and small-scale extended features of loops and bubbles.

This page maintained by: Mike Arida (RITSS); arida@milkyway.gsfc.nasa.gov

図 1：Einstein 衛星による大マゼラン雲のマップ

図 2：ROSAT 衛星による大マゼラン雲のマップ



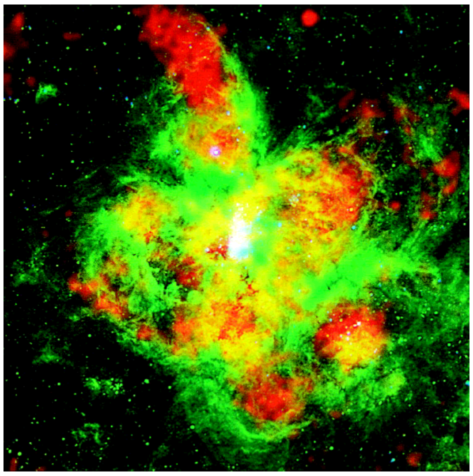


図 3：Diffuse X 線の発生機構

図 4：30Dor の X 線 (赤)UV(青)Hα(緑) の写真

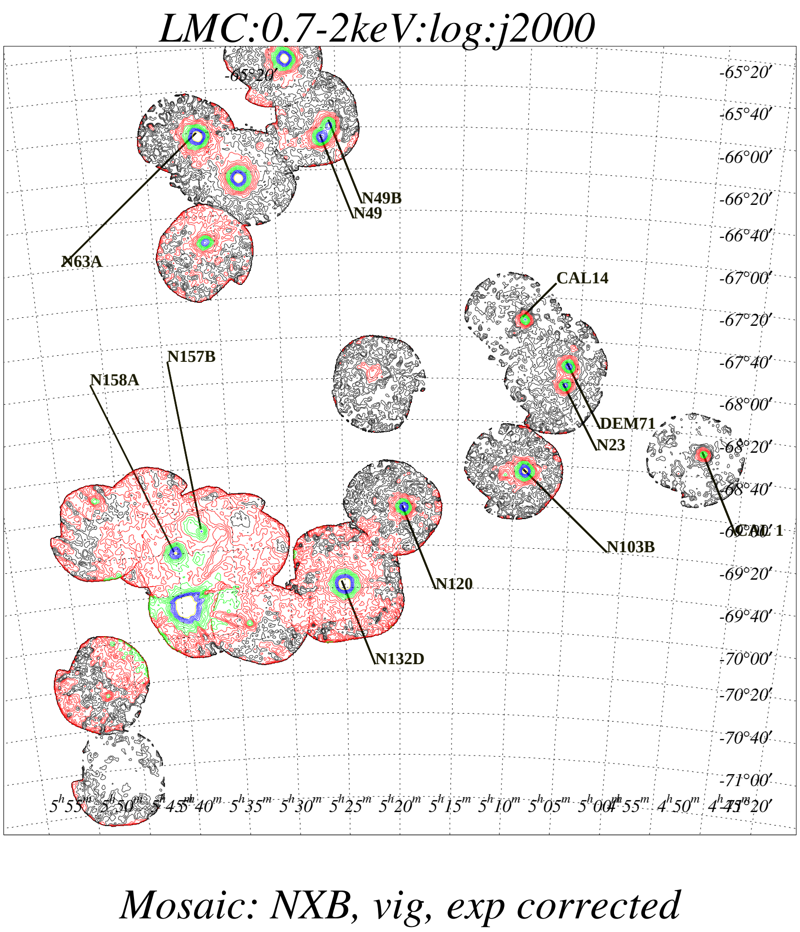


図 5：ASCA による大マゼラン雲のモザイクマップ (0.7 〜 2 keV バンド)

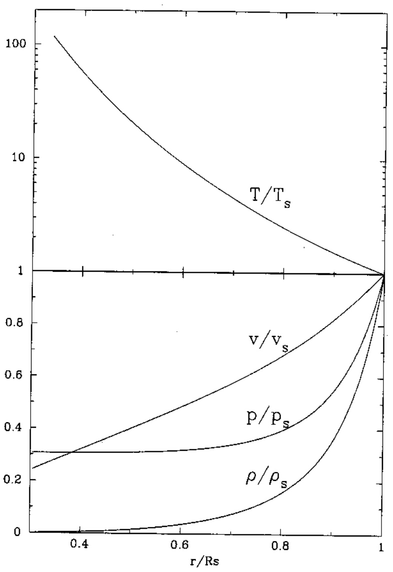


図 6：超新星残骸中の物理パラメータ (セドフモデル)

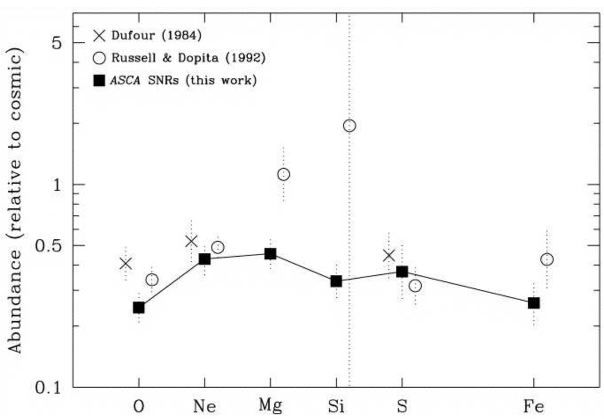


図 7：大マゼラン雲内のアバンダンス (X 線、光学)