

高エネルギー一次電子の源について

小林 正^{*1}・西村 純^{*2}・古森 良志子^{*3}
平良 俊雄^{*4}・吉田 健二^{*4}

Contribution of Nearby Sources to the High Energy Electron Spectrum

By

Tadashi KOBAYASHI^{*1}, Jun NISHIMURA^{*2}, Yoshiko KOMORI^{*3},
Toshio TAIRA^{*4} and Kenji YOSHIDA^{*4}

Abstract: We discuss the possible nearby source contributions to the high energy electrons at a few TeV regions using the most recent estimates for the distance and age of supernova remnants and Pulsars, such as Geminga, Loop I, Monogem and Vela. Contributions from each source also depend on the propagation parameters, and the observations of high energy electrons are important to resolve the propagation models. If we have enough statistical data in TeV region, we can judge which supernova give major contributions.

概 要

Geminga, Loop I, Monogem, Vela などの超新星残骸とパルサーの最新の距離と年齢のデータを使い、数 TeV 領域までの高エネルギー電子に寄与する太陽系近傍の宇宙線源を議論する。個々の源からの寄与は伝播パラメータに依存しており、高エネルギー電子の観測が伝播モデルを調べるのに最も重要である。TeV 領域の統計精度の良いデータが得られると最も主要な宇宙線源を同定することが可能になる。

重要語: 宇宙線源, 一次電子, 伝播モデル

1. はじめに

宇宙線中の高エネルギー電子は銀河内を伝播する際にシンクロトロン輻射と逆コンプトン効果でエネルギーを失う。これらの過程はエネルギーの2乗に比例する損失であるため、高エネルギーの電子ほどエネルギーを早く失う。電子のエネルギースペクトルを測定することにより宇宙線の銀河内捕捉寿命を推定することができるため、1960年代から現在に至るまで数多くの観測が行われてきた。

高エネルギー電子の観測が進んで、1 TeV を越す領域の測定が可能となってきた。このような高エネルギー領域ではエネルギー損失が非常に大きく 10^5 年程度で大半のエネルギーを失ってしまう。 10^5 年間で電子が伝播で

^{*1} 青山学院大学理工学部, ^{*2} 山形工科大学アカデミー短期大学, ^{*3} 神奈川県立衛生短期大学, ^{*4} 神奈川大学工学部

きる距離は数百 pc 程度である。したがって、太陽系のごく近傍の源からの寄与しか観測することができない。この条件にあう超新星残骸 (SNR) とそれに伴うパルサーの数は数個と極めて少なく、1 TeV 以上のスペクトルの形状に大きな変動を示すことが期待される (Shen, 1970; Nishimura et al., 1979, 1980, 1995; Atoyan et al., 1995)。

近年、科学衛星による X 線、 γ 線や光学観測から SNR とパルサーの新しい観測データが得られるようになってきた。この SNR とパルサーの最新の観測値を用い、宇宙線の加速が超新星 (SN) の爆発に伴うものとして、個々の源からの電子の寄与を拡散モデルを用いて計算を行った。拡散モデルによるスペクトルは 1 TeV 近傍の領域で Loop I と Monogem に起因する変動が見られ観測値と似た傾向を示している。また、3 TeV 付近にカットオフが現われ、観測値が高エネルギー一次電子の上限に近い可能性を示している。1 TeV を越す領域の一次電子観測に成功しているのはエマルジョンチェンバーのみで (Nishimura et al., 1980)、 $6.8 \text{ m}^2 \cdot \text{str} \cdot \text{day}$ の観測量で 1 TeV 以上の電子を 24 個観測している。この観測値の統計が 2 倍程度上がると、高エネルギー一次電子の源とモデルとの検証がかなり明らかになると考えている。ここでは拡散モデルを用いた高エネルギー一次電子の計算から 1 TeV 領域の観測が太陽近傍の宇宙線の加速源を調べるのに最も重要であることについて報告する。

2. 高エネルギー一次電子のスペクトル

2.1. 銀河内電子のエネルギー損失と寿命

宇宙線中の高エネルギー電子が銀河内を伝播するとシンクロトロン輻射と逆コンプトン効果でエネルギーを失う。そのエネルギー損失の割合は、

$$-\frac{dE}{dt} = bE^2, \quad b = \frac{4\sigma_t c}{3(mc^2)^2} \left(\frac{B^2}{8\pi} + \rho_{ph} \right) \quad (1)$$

である。ここで E は電子のエネルギー、 $B^2/8\pi$ 、 ρ_{ph} は磁場および光子のエネルギー密度、 σ_t はトムソン散乱の断面積である。銀河磁場の強さは $6.7 \mu\text{G}$ ($1.11 \text{ eV}/\text{cm}^3$)、光子のエネルギー密度は 2.7 K の背景放射が $0.25 \text{ eV}/\text{cm}^3$ 、遠赤外からのマイクロ波が $0.10 \text{ eV}/\text{cm}^3$ 、星の光が $0.45 \text{ eV}/\text{cm}^3$ とする (古森, 1997)。逆コンプトン効果は電子のエネルギーが高くなるとともに、コンプトン効果の断面積が減少する (Van der Walt et al., 1991)。このためコンプトン散乱の正確な断面積 (Jones, 1968) を使い計算を行った。銀河内電子のエネルギー損失係数 b の値を図 1 に示す。

(1) 式と図 1 から電子の銀河内伝播の平均寿命 T は

$$T = \frac{1}{bE} \approx \frac{2.3 \times 10^5 \text{ yr}}{E(\text{TeV})} \quad (2)$$

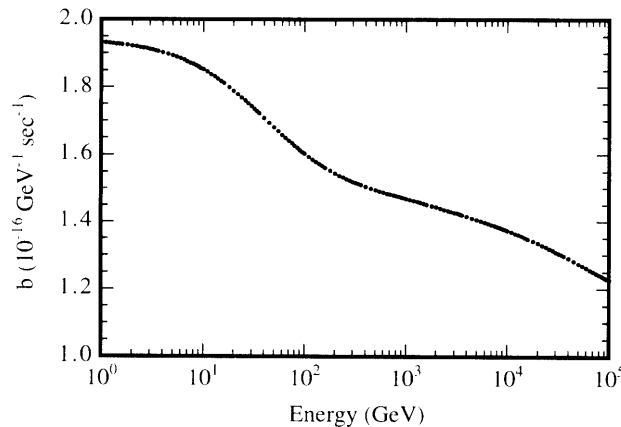


図 1. 銀河系内を伝播する高エネルギー電子のエネルギー損失係数

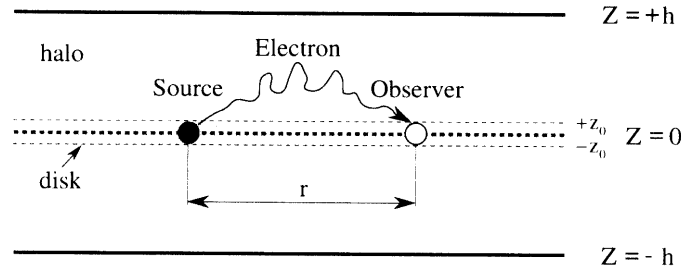


図2. 拡散モデルに用いた銀河の構造

である。例えば1 TeV以上の電子は過去 2.3×10^5 年以内に宇宙線源から発生しない限り太陽系に到達することができないことになる。

2. 2. 拡散モデルによる取扱い

銀河内源からの電子の伝播の様相を拡散モデルを用いて調べてみる。電子の空間密度を f とすると、拡散の方程式は

$$\frac{\partial f}{\partial t} - \nabla(D\nabla)f - \frac{\partial(bE^2 f)}{\partial E} = Q(E, r, z, t) \quad (3)$$

で表わすことができる。ここで D は拡散係数、 Q は電子の源、 r, z は源の位置である。

銀河の境界条件は図2に示すように厚さ $\pm h$ の厚い円盤(ハロー)を考え、源の広がり(薄い円盤)の厚さを z_0 とする。太陽系は銀河面近くにあり、SNは薄い円盤内で発生するとした。 z_0 は 150 ± 50 pc (Nishimura et al., 1995), $z_0 \ll h$ から z 方向の源の広がり是非常に小さい。SNが過去 t_i の時期に太陽系から r_i の距離で発生したとし、各SNからの電子の放出エネルギーを Q_e 、源での電子のスペクトルを $Q = Q_e E^{-\gamma}$ とする。(3)式の円筒座標の解(Nishimura et al., 1979)は

$$f = \frac{Q_e}{4\pi D h E^\gamma} \sum_i \sum_{n=0}^{\infty} (1 - b E t_i)^{\gamma-2} \exp\left(-\bar{D} k_n^2 - \frac{r_i^2}{4D}\right) \quad (4)$$

である。ここで

$$\bar{D} = \int D \left(\frac{E}{1 - b E t_i} \right) dt_i, \quad k_n = \frac{\pi(2n+1)}{2h} \quad (5)$$

である。 D のエネルギー依存性 E^δ を考慮すると

$$\bar{D} = D_0 \left(\frac{E}{1 \text{ GeV}} \right)^\delta \frac{1 - (1 - b E t_i)^{1-\delta}}{(1-\delta)bE} \quad (6)$$

である。電子のフラックス J は $J = (c/4\pi)f$ より求められる。

2. 3. 拡散定数 D_0 とSNからの電子の放出エネルギー Q_e

拡散定数 D_0 とハローの厚さ h は宇宙線中の軽元素と放射性同位元素の測定データから推定することができる。B/Cの観測値から ~ 1 GeVでのpath length $\lambda_{\text{esc}} = \rho z c (h/D)$ は 16.9 g/cm^2 (Lukasiak et al., 1994), 太陽系近くのColumn density ρz の観測値は $3.1 \times 10^{20} \text{ H/cm}^2$ (Dickey & Lockman, 1990), これらから $h/D = 1 \times 10^{-6} \text{ sec/cm}$ である。 $^{10}\text{Be}/\text{Be}$ の測定から銀河内捕捉寿命 $T_0 = h^2/2D$ は $1.5 (+2.6, -0.8) \times 10^8 \text{ yrs}$ である。以上のことからVoyagerグループが推定した値は $D_0 = 1.0 (+1.8, -0.5) \times 10^{28} \text{ cm}^2/\text{sec}$, $h = 3.1 (+5.6, -1.6) \text{ kpc}$ である(Lukasiak et al., 1993)。また、一次電子のスペクトルの解析から同じ結果が得られている(Nishimura et al., 1995)。電子が t 時間の間に源から伝播できる平均距離 r は $r \sim 2\sqrt{Dt}$ である。拡散係数はエネルギー依存性を考慮して $D = 1 \times 10^{28} (E/1 \text{ GeV})^{0.3} \text{ cm}^2/\text{sec}$, t は(2)式を用いると、1 TeVの電子の r は $r \sim 0.3 \text{ kpc}$ である。したがって、過去 2.3×10^5 年以内に太陽系から0.3 kpc以内に電子の発生源がないと1 TeVの電子を観測できないことになる。

宇宙線の銀河内全エネルギーは銀河からの宇宙線の漏れの分だけ SN から補給されているとすると, SN 当たりの放出エネルギーは $Q/SN = \epsilon \pi R^2 h (\tau/T_0)$ である. ここで ϵ は宇宙線のエネルギー密度で, 1 GeV 以上の陽子は約 1.0 eV/cm^3 , 電子は陽子の 2.5% である. τ は SN の発生率で 30 年を取る. 銀河半径を $R=20 \text{ kpc}$, $h=3 \text{ kpc}$, $T_0=1.5 \times 10^8 \text{ yrs}$ にとると SN からの陽子と電子の放出エネルギーは

$$\text{陽子: } Q_p/SN \approx 4 \times 10^{49} \text{ erg/SN} \geq 1 \text{ GeV}$$

$$\text{電子: } Q_e/SN \approx 1 \times 10^{48} \text{ erg/SN} \geq 1 \text{ GeV}$$

である. 最近 ASCA 衛星による SN 1006 の非熱的 X 線の観測から 100 TeV まで電子が加速されている強い証拠が示された (Koyama et al., 1995). また, CANGAROO グループによる TeV γ 線の観測でも強く示唆された (谷森他, 1997). この SN 1006 からの 1 GeV 以上の電子の全放出エネルギーは $\sim 10^{48} \text{ erg}$ と推定された (Reynolds, 1996; Ozaki, 1996). この値は銀河から宇宙線の漏れと SN から補給のエネルギーバランスの推定値と一致している.

2. 4. 太陽系近傍の SNR とパルサー

過去 40 万年以内に爆発した太陽系から 1 kpc 以内の SNR とパルサーの観測値を表 1 に示す. 表 1 の各々の源がどの程度寄与するかを調べるために, 太陽系近傍の源に対してはよい近似である 3 次元球座標の解から伝播係

表 1. 太陽系近傍の SNR とパルサー

| SNR | Pulsar | Distance kpc | Age yr | E_{max} TeV | Ref. |
|-------------|-------------|-----------------|------------------------|-------------------------|---------------------------|
| SN 185 | | 0.95 | 1.8×10^3 | 136 | (Strom, 1994) |
| S 147 | | 0.8 | 4.6×10^3 | 53 | (Braun, et al., 1989) |
| G 65.3+5.7 | | 0.8 | 2.0×10^4 | 12 | (Green, 1988) |
| Cygnus Loop | | 0.77 | 2.0×10^4 | 12 | (Miyata, et al., 1994) |
| Vela | B 0833-45 | 0.5 | $2 \sim 3 \times 10^4$ | 8~12 | (Lyne, et al., 1996) |
| Monogem | | 0.3 | 8.6×10^4 | 2.8 | (Plucinsky, et al., 1996) |
| Loop I | | 0.17 | 2.0×10^5 | 1.2 | (Egger, et al., 1995) |
| Geminga | IE 0630+178 | 0.4 | 3.4×10^5 | 0.7 | (Caraveo, et al., 1996) |

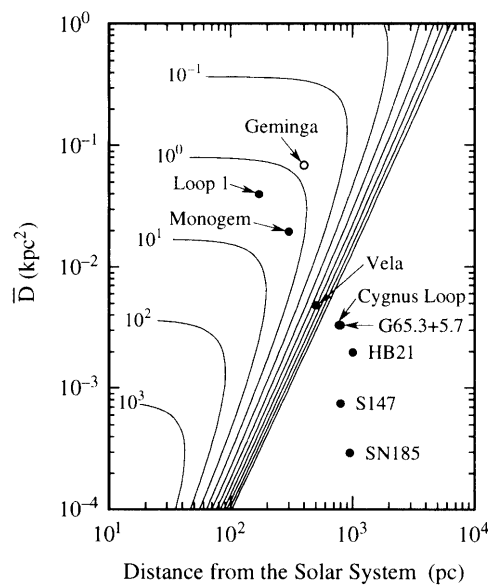


図 3. 太陽系近傍の SNR とパルサーの寄与の割合

数 $(4\pi\bar{D})^{-3/2} \exp(-r_i^2/4\bar{D})$ を用い図3に寄与の割合を等高線で示した。ここで拡散係数は $D=1\times 10^{28} (E/5 \text{ GeV})^{0.3} \text{ cm}^2/\text{sec}$ を用いた。図3中に各々の源から1 TeVの電子の寄与をプロットした (Gemingaは0.7 TeV)。MonogemとLoop Iが他の源に比べて圧倒的に大きな寄与を示している。HSP (Caraveo et al., 1996) の観測から Gemingaの現在の距離は157 pcであるが、爆発時は0.4 kpcと遠いので寄与が小さい。

2.5. 拡散モデルによる一次電子スペクトルの計算

我々は各々のSNRからの電子の全放出エネルギーがSN 1006とほぼ同じと仮定して電子フラックスの絶対値を計算した。計算には表1の観測値と 4×10^5 年よりも古く、1 kpcより遠くのSNRは半径15 kpcの銀河面で30年に1回ランダムに発生させたデータを用いた。我々の銀河内でのSNRの発生率は $1/(20\sim 50)$ 年程度 (Van den Bergh, 1991; Strom, 1994) である。他のパラメータは

$$Q_e(\geq 1\text{ GeV}) = 1.5\times 10^{48} \text{ erg/SN}, \quad \text{ハローの厚さ: } h=3 \text{ kpc},$$

$$D=1\times 10^{28} (E/1\text{ GeV})^\delta \text{ cm}^2/\text{sec}, \quad \delta=0.3,$$

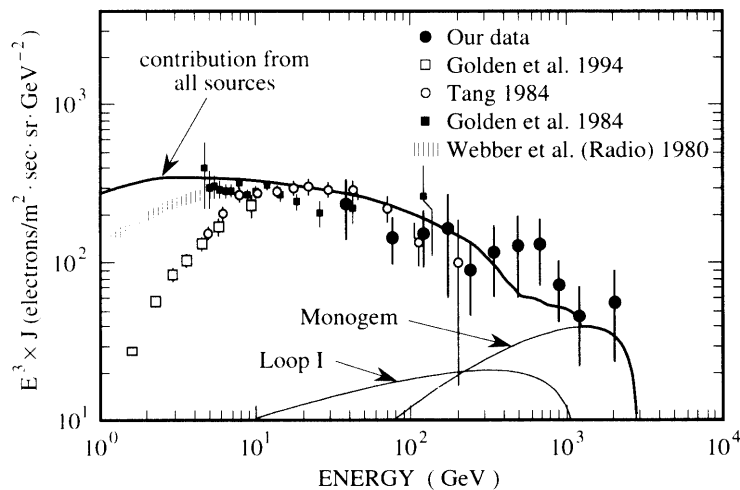
$$\text{spectral index: } \gamma=2.4,$$

$$b=1.3\times 10^{-16} (\text{GeV}\cdot\text{sec})^{-1}, \quad \text{for } E\geq 600 \text{ GeV},$$

$$b=1.97\times 10^{-16} (\text{GeV}\cdot\text{sec})^{-1}, \quad \text{for } E=1\text{ GeV},$$

1 GeV~600 GeV間の b は10区間に分割して図1の数値を使う、

である。(3)式を用い電子フラックスの絶対値の計算結果を図4に観測値とともに示した。10 GeV~300 GeV領域ではスペクトルの形だけでなくフラックスの絶対値も観測値とかなり良い一致が見られる。また、1 TeV近傍の領域ではMonogemとLoop Iによりスペクトルに変動が見られ観測値と似たような傾向を示している。また、3 TeV付近にカットオフが現われ、観測値が上限に近い可能性を示している。観測量を2倍程度増やす気球実験を早急に行うことが最も重要で、このことにより電子の源とモデルとの検証が可能になり、主要な宇宙線源を同定することができると考えている。



$$\gamma = 2.4 \quad \delta = 0.3$$

$$b = 1.3\times 10^{-16} (\text{GeV}\cdot\text{sec})^{-1} \quad \text{for } E\geq 600 \text{ GeV}$$

$$h = 3 \text{ kpc} \quad D = 1.0\times 10^{28} (E/1\text{ GeV})^\delta \text{ cm}^2/\text{sec}$$

図4. 太陽系近傍の源の寄与による高エネルギー一次電子スペクトルと観測値の比較

曲線は各々の源から電子の放出エネルギー $Q_e(\geq 1\text{ GeV})$ が $1.5\times 10^{48} \text{ erg}$ と仮定して計算した。

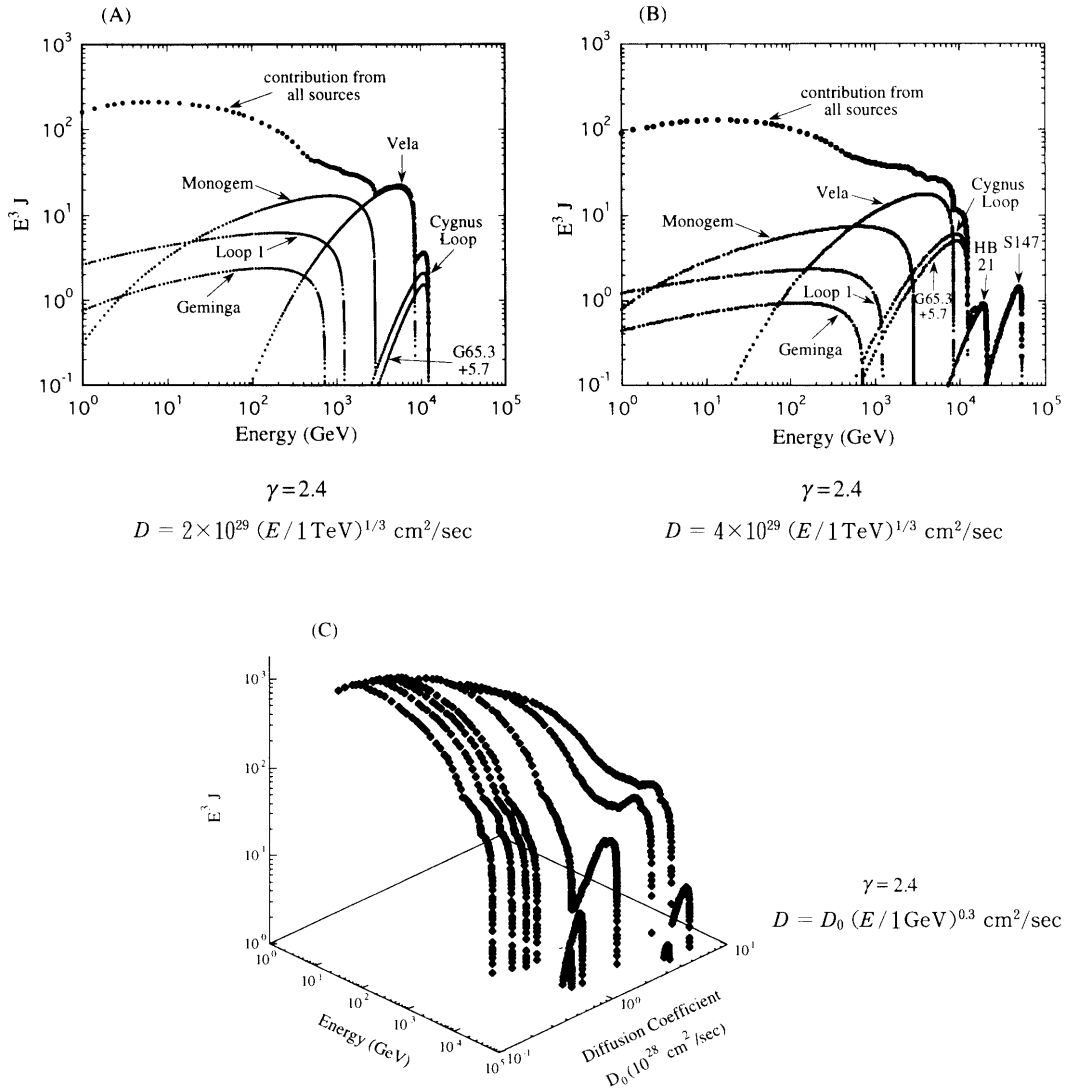


図 5. (A) と (B) は 1 TeV での拡散係数が図 4 に比べて 2.5~5 倍大きい場合の一次電子スペクトル. (C) は拡散定数の違いによるスペクトルの変化を示した.

2. 6. 拡散係数が大きい場合の TeV 領域のスペクトル

TeV 領域に大きく寄与する源の数は非常に少なく、個々の源からの寄与の度合は拡散係数に大きく依存している。図 5 (A) と (B) に 1 TeV での拡散係数が図 4 に比べて 2.5~5 倍大きい場合のスペクトルを示した。また、図 5 (C) には拡散定数とスペクトルの変化を示した。図 5 (A), (B) から Vela の大きな寄与が TeV 領域に現われている。このように大きな拡散係数の場合には到来方向に異方性が現われることが以前から指摘されていた (Shen & Mao, 1971)。最近 Ptukin & Ormes (1995) は拡散係数が $D = 2 \times 10^{29} (E/1 \text{ TeV})^{1/3} \text{ cm}^2/\text{sec}$ (図 5 (A)) の場合には、Vela ($r = 0.4 \text{ kpc}$, $t = 1.1 \times 10^4 \text{ yrs}$) から 20% 程度の強い異方性が現われることを指摘している。しかし、表 1 の Vela の新しい観測値を用いると異方性は 8~12% 程度である。今後 1 TeV~10 TeV 領域の統計精度のよいデータが得られると太陽系近傍の SNR の中で最も主要な宇宙線源を同定することが可能になるとともに、このエネルギー領域の拡散係数の値も推定できるようになる。

2. 7. TeV 領域の観測器

図 4 に示した観測値は黒丸がエマルジョンチェンバーによる値で (Taira et al., 1993)、他の値は電子の選別に

ガスケレンコフ検出器 (Golden et al., 1984) や遷移放射検出器 (Tang, 1984) などのエレクトロニクスを使った観測器によるものである。これらのエレクトロニクスを使った観測器では 100 GeV 以下で高い検出効率を持つが、検出器の立体角を絞る必要があり、あまり大きな $S\Omega$ ($\text{m}^2 \cdot \text{str}$) を得ることが難しい。また、100 GeV 以上では電子と陽子の弁別が悪くなる。

エマルジョンチェンバーは電子と陽子の弁別が確実で、比較的軽量で大面積かつ大きな立体角を取れるため、TeV 近傍の領域の観測に最も適した検出器である。200 GeV~3 TeV のエネルギー領域では我々の観測値のみで、 $6.8 \text{m}^2 \cdot \text{str} \cdot \text{day}$ の観測量で 1 TeV 以上の電子を 24 個観測し、大気中で発生する二次電子 (古森, 1990) を取り除いた一次電子は 13 個である。1 チェンバーで 1 日の観測量は $0.4 \text{m}^2 \cdot \text{str} \cdot \text{day}$ 、高高度 ($4 \sim 5 \text{g}/\text{cm}^2$) で 3 日間程度の長時間気球観測を行うと 1 TeV 以上の一次電子が 3~4 個得られる。この気球観測を 4~5 回程度行うと現在の観測量とはほぼ同じになる。長時間気球観測の方法としては宇宙科学研究所が開発したパトロール気球方式が有効である (西村他, 1978)。

TeV 領域までの観測を目的とした BETS と呼ばれるシンチファイバーを用いた新しい観測装置が開発され観測を始めている (山上他, 1997)。この装置はシンチファイバーを用いてシャワー発達の 3 次元的観測を行う方法を用いているので、シャワーの検出効率や電子選別能力もよく、現在 10 GeV~100 GeV 領域の観測に成功している。装置の大型化を行い将来スペースステーションを利用して年単位の観測を目指している。BETS は異方性の観測ができ、TeV 領域観測の有力な装置である。

3. ま と め

SNR とパルサーの最新の観測値を用い、宇宙線の加速が超新星の爆発に伴うものとして、個々の源からの電子の寄与を拡散モデルを用い計算を行った。SNR からの電子の放出エネルギーが $Q_e (\geq 1 \text{ GeV}) = 1.5 \times 10^{48} \text{ erg}/\text{SN}$ 、拡散係数が $D = 1 \times 10^{28} (E/1 \text{ GeV})^{0.3} \text{ cm}^2/\text{sec}$ の場合には、10 GeV~300 GeV のエネルギー領域でスペクトルの形だけでなくフラックスの絶対値も観測値とかなりよい一致が見られる。1 TeV 近傍の領域では Monogem と Loop I によりスペクトルに変動が見られ観測値と似たような傾向を示している。3 TeV 付近にはカットオフが現われ観測値が上限に近いことを示唆している。我々の観測値の統計が 2 倍程度よくなると電子の源とモデルとの検証がかなり明らかになると考えている。

拡散係数が $D = 2 \times 10^{29} (E/1 \text{ TeV})^{1/3} \text{ cm}^2/\text{sec}$ と大きい場合には TeV 領域に Vela からの大きな寄与が現われる。この場合には到来方向に異方性 (8~12%) が現われる。今後 1 TeV~10 TeV 領域の統計精度のよいデータが得られると太陽系近傍の SNR の中で最も主要な宇宙線源を同定することが可能になる。

参 考 文 献

- Atoyan A. M. et al., Phys. Rev., D52, 3265, 1995.
 Braun R. et al., Ap. J., 340, 355, 1989.
 Caraveo P. A. et al., Ap. J., 461, L91, 1996.
 Dickey J. M. and Lockman F. J., Annu. Rev. Astron. Astrophys., 28, 215, 1990.
 Egger R. J. and Aschenbach B., A & A., 294, L25, 1995.
 Golden R. L. et al., Ap. J., 287, 622, 1984.
 Green D. A., Astrophys. Space Sci., 148, 3, 1988.
 Jones F. C., Phys. Rev., 167, 1159, 1968.
 古森良志子, 宇宙科学研究所報告, 特集第 27 号, 117, 1990.
 古森良志子, 私信, 1997.
 Koyama K. et al., Nature, 378, 255, 1995.
 Lukasiak A. et al., Pro. of 23th Int. Cosmic ray Conf., 1, 523, 1993.
 Lukasiak A. et al., Ap. J., 423, 426, 1994.

- Lyne A. G. et al., *Nature.*, 381, 497, 1996.
- Miyata E. et al., *PASJ.*, 46, L101, 1994.
- 西村 純, 他, 東京大学宇宙航空研究所報告, 14, 3 (B), 903, 1978.
- Nishimura J. et al., *Pro. of 16th Int. Cosmic ray Conf.*, 1, 488, 1979.
- Nishimura J. et al., *Ap. J.*, 238, 394, 1980.
- Nishimura J. et al., *Pro. of 24th Int. Cosmic ray Conf.*, 3, 29, 1995.
- Ozaki M., *Private Communication*, 1996.
- Plucinsky P. P. et al., *Ap. J.*, 463, 224, 1996.
- Ptuskin V. S. and Ormes J. F., *Pro. of 24th Int. Cosmic ray Conf.*, 3, 56, 1995.
- Reynolds S. P., *Ap. J.*, 459, L13, 1996.
- Shen C. S., *Ap. J.*, 162, L181, 1970.
- Shen C. S. and Mao C. Y., *Astrophysical Letters.*, 9, 169, 1971.
- Strom R. G., *A & A.*, 288, L1, 1994.
- Taira T. et al., *Pro. of 23th Int. Cosmic ray Conf.*, 2, 128, 1993.
- Tang K.-K., *Ap. J.*, 278, 881, 1984.
- 谷森 達, 他, 日本物理学会講演 (名城大学), 1997.
- 山上隆正, 他, 宇宙科学研究所報告, 特集第34号, 45, 1997.
- Van Den Bergh S., *Physics Reports*, 204, 385, 1991.
- Van der Walt W. R. and Steenkamp R., *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 251, 142, 1991.