

超高エネルギーガンマ線天体物理学

森 正樹*

東京大学 宇宙線研究所

1 はじめに

天体からのガンマ線は地上に直接到達できないため、観測は人工衛星を用いて始まった。ガンマ線が大気中で起こす粒子シャワーから放出されるチェレンコフ光を用いて間接的にガンマ線を捕らえる手法は、1960年代から試みられてきたものの、確実な信号が検出されるようになったのは1980年代の終わりごろ、イメージング法が開発されてからであった。このWhippleグループによるかに星雲からのTeV($= 10^{12}$ eV)ガンマ線の検出が1989年に報告されてから、この分野は急激に発達を見せている。ここでは、TeV領域の天体ガンマ線の観測により明らかにされてきた高エネルギー天体の観測結果の概略について、最近の成果を中心に解説する [1]。

2 地上ガンマ線観測

TeV領域天体ガンマ線の観測は、解像型チェレンコフ望遠鏡によるイメージング法の確立によってブレークスルーを迎えたと言える。Weekes と Turver は1977年、チェレンコフ光を二次元で観測することの利点を指摘しているが、これは主に角度分解能の向上についてであった [2]。翌年にはガンマ線と陽子のイメージによる識別可能性を指摘し [3]、これを受けてWeekesらはWhipple 10m望遠鏡に最初のイメージングカメラ(2インチ光電子増倍管 37 pixels)を設置して1982年から観測を始めた。Hillasは1983年、モンテカルロ計算に基づき像のモーメントとして「イメージパラメータ」を定義し、イメージによる識別の定量的方法を提案した [4]。解像型チェレンコフ望遠鏡の解析には、このイメージング法が改良されながら用いられている。Weekes et al. は1989年、このイメージパラメータ分布を用いて 9σ の統計的有意性でかに星雲の検出を報告した [5]。これが最初の確実なTeVガンマ線源の検出といえるものである。南半球では、日豪共同のCANGAROOグループが東京天文台(当時)堂平観測所で役目を終えた月測距儀3.8mを改造し、224chの高解像度イメージングカメラを主焦点に置いて南オーストラリア州ウーメラで1992年から観測を開始した [6]。1999年には新規に建設した7m望遠鏡(翌年10mに拡張)が稼動を始めた。

最近ではCANGAROOグループによる10m望遠鏡四台のアレイ(CANGAROO-III)による観測が2004年に始まり、同じ南半球では、ドイツなどのH.E.S.S.グループがアフリ

*E-mail: morim@icrr.u-tokyo.ac.jp

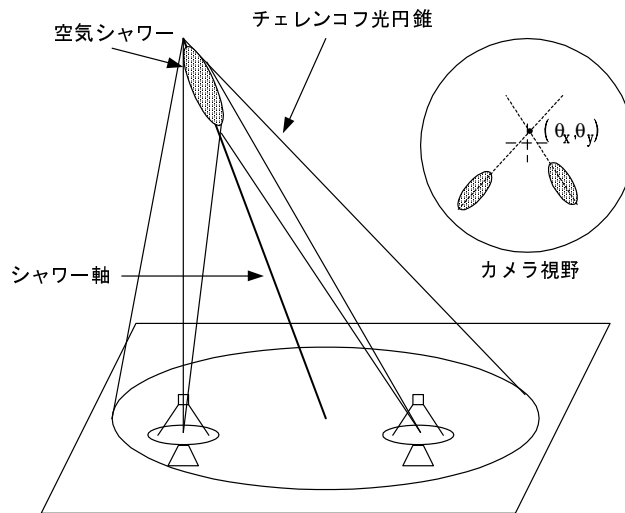


図 1: ステレオ観測によるシャワーの到来方向の再構成。カメラ視野を重ね合わせるとき、シャワー像の軸の交点 (θ_x, θ_y) がほぼ空気シャワーの到来方向を示す。

カ・ナミビアに 12m 口径望遠鏡 4 台の装置を完成し、観測を始めている [7]。北半球では別のドイツなどの MAGIC グループがカナリア諸島ラパルマに 17m 望遠鏡の設置を完了し、観測を開始した [8]。Whipple グループは 7 台の 12m 望遠鏡 7 台による VERITAS を計画していたが、まず 4 台分の予算が認められ、建設が行われている [9]。

3 ステレオ観測

チェレンコフ光は、直径 300m、厚さ 1m の「円盤」として地上に到達する。この円盤を 100m 程度離れた 2ヶ所で同時に検出することにより、「三角測量」としてシャワーまでの距離の情報を得て、シャワーの到来方向をより正確に求めようというのがステレオ観測法である [10](図 1)。角度分解能の向上のみならず、シャワーから検出器までの距離がわかることにより、シャワーの発達高度のばらつきが補正されて、エネルギー分解能も向上する。ドイツなどの HEGRA グループはカナリア諸島ラパルマに 3m 口径のチェレンコフ望遠鏡 5 台を設置し、イメージングカメラを装備して解像型チェレンコフ望遠鏡によるステレオ観測を開始した [11]。このような観測により、かに星雲の TeV ガンマ線放射領域は $1.5'$ 以下であることが示され、ステレオ観測により角度分解能を向上できることが示された [12]。CANGAROO-III や H.E.S.S.、建設中の VERITAS は第二世代のステレオ観測システムとなっている。

4 観測の現状

表 1 に Rene Ong がまとめた TeV ガンマ線天体の数を示す [13]。これは 2005 年宇宙線国際会議で彼が示したものである。以下、個別の天体について簡単にコメントしていく。

表 1: TeV ガンマ線天体の現状 2005 (R. Ong [13])

Source type	Number of sources
Pulsar wind nebula (e.g. Crab, MSH 15-52...)	6
Supernova remnants (e.g. Cas A, RX J1713...)	6
Binary pulsar (B1259-63)	1
Microquasar (LS5039)	1
Diffuse (Cygnus region)	1
AGN (e.g. Mrk 421, PKS 2155...)	11
Unidentified	6
TOTAL	32

4.1 パルサーとパルサー星雲

4.1.1 かに星雲

最初の TeV ガンマ線天体といえるかに星雲は、TeV ガンマ線天文学の標準光源として地位を獲得しており、エネルギースペクトルは、100 TeV 領域まで延びていることが観測されている [14] [15]。この TeV 領域ガンマ線は、パルス成分が見つかっておらず、シンクロトロン放射を起こしている高エネルギー電子がそのシンクロトロン光子を逆コンプトン散乱して高エネルギーガンマ線を作り出すという Synchrotron-Self-Compton 機構で解釈されている [16]。しかし、このメカニズムでは数十 TeV 領域まで延びたガンマ線スペクトルの説明は困難であり、他の加速機構が関係している可能性もある [17]。

4.1.2 MSH15-52

CANGAROO 3.8m 望遠鏡によりガンマ線信号の示唆が得られていた [18] が、H.E.S.S. によりパルサー星雲と同様に広がったガンマ線が検出された [19]。

4.2 超新星残骸

高エネルギー宇宙線の起源を超新星残骸の衝撃波における粒子加速とする説は長い歴史を持つが [20]、宇宙線のエネルギー収支の問題と、地球近傍の粒子の衝撃波加速の観測から支持されていても、実際の超新星残骸における粒子加速の証拠は乏しかった。しかし、X 線・TeV ガンマ線の観測により状況が大きく変化してきている。

4.2.1 超新星残骸 RX J1713.7-3946

非熱的放射を示すシェル型超新星残骸として X 線で見つかり、超新星残骸 1006 と似た性質を示すことから TeV 領域での検出が期待され、CANGAROO 3.8m 望遠鏡で検出された [21] 天体である。CANGAROO 10m 望遠鏡の観測結果によるエネルギースペクトルは、400 GeV ~ 10 TeV の観測範囲で単一のべき乗で表され、高エネルギー電子からの放射では説明が難しい [22]。これを周囲の物質との相互作用で生じる π^0 が崩壊して起こすガンマ線放射と解釈すれば、加速された陽子の存在を示唆する。H.E.S.S. によるステレオ

観測からは、X線観測とよく似たプロファイルの広がったガンマ線イメージが得られ [23]、スペクトルは場所による違いが見られなかった [24]。超新星残骸を宇宙線の起源とする説に有力な証拠が得られたが、その放射の起源について結論するには、より広い範囲のスペクトルの観測が望まれる。

4.2.2 超新星残骸 RX J0852.0-4622

大きく広がった Vela 超新星残骸に隠されていたこの超新星残骸には、X線領域で非熱的放射が見られ、超高エネルギー電子の逆コンプトン散乱による TeV 領域のガンマ線放射が予想された。CANGAROO 10m 望遠鏡 1号機により 2001 年末から 2002 年にかけて計 70 時間の観測が行われ、ガンマ線信号が見つかった [25]。H.E.S.S. による観測でも確認され [26]、超新星残骸における高エネルギー粒子の加速の証拠が強化された。

4.3 そのほかの銀河系内天体

4.3.1 銀河中心

我々の銀河中心は、強力な電波源 (Sgr A*) であり、EGRET による GeV ガンマ線ではハードな放射が見つかっているが、X線強度は強くない。このような高エネルギー放射の機構についてはまだ定説はない。CANGAROO 10m 望遠鏡 1号機の 2000 年と 2001 年の計 120 時間 (OFF 方向の観測は別) の観測データをイメージ解析することにより、ガンマ線信号が検出された [27]。ガンマ線のエネルギー閾値は約 250 GeV である。Whipple グループは、北半球から大天頂角 (平均 61°) で 26 時間観測し、2.8 TeV 以上でかに星雲の 4 割ほどの強度のガンマ線信号を報告している [28]。H.E.S.S. のステレオ観測からは、わずかに広がった可能性のあるべき -2.2 のハードな放射が見られ [29]、その起源について暗黒物質起源を含めて議論が起こっている [30]。

4.3.2 パルサー連星 PSR 1259-63/SS2883

3.4 年周期の長楕円軌道にあるパルサーと Be 星の連星で、近星点付近ではパルサー風と星周物質の相互作用でガンマ線強度が上がるのが予想されていた天体である。CANGAROO-II の 2000-2001 年の観測ではガンマ線信号は検出されなかったが [31]、2004 年の H.E.S.S. の観測では時間的に変動するガンマ線信号が見つかった [32]。

4.3.3 X線連星/マイクロクエーサー LS5039

$(20 - 30)M_{\odot}$ の星の周りを $\sim 4M_{\odot}$ のコンパクト星が回っていると考えられるこの系から H.E.S.S. によりガンマ線信号が見つかった [33]。

4.4 銀河円盤

EGRET で観測した GeV 領域のガンマ線で最も明るい天体は銀河円盤である [34]。最近、Milagro 実験¹により Cygnus 領域 [35]、H.E.S.S. により銀河中心領域 [36] で広がったガンマ線の信号が示唆されている。

4.5 活動銀河核

EGRET 検出器で同定されたガンマ線天体のうちでは、活動銀河核、特に blazar と呼ばれるタイプが最も多い [37]。このタイプの活動銀河核では、巨大質量ブラックホール周囲から噴出す相対論的ジェットが視線方向を向いているとされ、相対論的ビーミングのために粒子のローレンツ因子が大きくなり、逆コンプトン散乱などで放出される光子のスペクトルがガンマ線領域まで延びていると考えられている。また、1時間を切る早いスケールに至るまでガンマ線強度が時間変動することが報告されており、ガンマ線放射はこのスケールに対応した狭い領域で起こっていることになり、ブラックホール近傍の現象を探る上で貴重な情報を提供している。また、TeV 領域のガンマ線は銀河間の背景赤外線と衝突して電子陽電子対を作って失われるため、遠方の天体ほどスペクトルが吸収を受け、宇宙論的情報も与えてくれる [38]。

4.5.1 Mrk421 ($z = 0.031$)

Whipple グループにより検出された TeV 領域最初の銀河系外天体であり [39]、X 線強度と相関したフレア現象がたびたび観測されてきた。このような相関は、高エネルギーに加速された電子からのシンクロトロン放射として X 線を、背景放射光子との逆コンプトン放射としてガンマ線を説明するという Synchrotron Self-Compton モデルで説明されている [40]。しかし、高エネルギー陽子が起こすシンクロトロン放射を起因として説明するモデルもまだ試みられている [41]。

4.5.2 Mrk501 ($z = 0.034$)

Whipple グループが 1996 年に最初に報告しているが [42]、1997 年に強いフレアを起こし、各地の望遠鏡で観測されてもっとも良い統計のガンマ線イベントサンプルを提供してきた天体である [43]。スペクトルはハードで、赤外線による吸収を補正すると源でのスペクトルはさらにハードになり、背景赤外線の量が少ないことを示唆しているのかもしれない。

4.5.3 1H 1426+428 ($z = 0.0129$)

Whipple グループにより 2001 年に報告され [44]、HEGRA グループ [45] と CAT グループ [46] によっても確認されたこの天体は、赤方偏移が 0.129 と (当時) 最遠の TeV ガンマ

¹水チェレンコフ検出器を用いた空気シャワー測定実験

線天体として、背景赤外線量の推定に重要であり、フレア時のスペクトルの詳細な検討が行われている [47]。

4.5.4 1ES 1959+650 ($z = 0.048$)

1999年 Uta 7TA グループにより最初に報告されたが有意度は高くなかった [48]。2002年に HEGRA グループ [49] や Whipple グループ [50] により TeV ガンマ線フレアが観測され、ガンマ線 blazar として確立した。

4.5.5 PKS 2155-304 ($z = 0.117$)

ダラム大学グループによって 1997年の観測から検出が報告されていた [51]。CANGAROO の観測では上限値のみが得られていた [52]。H.E.S.S. の最初の 2 台による 2002 年の観測でガンマ線信号が検出され、その後の 4 台の観測でも確認された [53]。

4.5.6 1ES 2344+514 ($z = 0.044$)

Whipple グループにより最初に検出され [54]、HEGRA グループによって CT system で確認されたが [55]、両者とも有意度はあまり高いとはいえない。

4.5.7 PKS 2005-489 ($z = 0.071$)

H.E.S.S. の 2003-2004 年のデータからガンマ線信号が 6.7σ で報告されている [56]。

4.5.8 H 2356-309 ($z = 0.165$)

H.E.S.S. の 2004 年のデータからガンマ線信号が 10σ で報告されている [57]。

4.5.9 1ES 1218+304 ($z = 0.182$)

MAGIC の 2005 年のデータからガンマ線信号が 6σ で報告されている [58]。

4.5.10 1ES 1101-232 ($z = 0.186$)

H.E.S.S. の 2004-2005 年のデータからガンマ線信号が 12σ で検出されている [57]。現在最も遠い TeV ガンマ線天体となる。

4.5.11 銀河系外背景赤外線放射量との関係

赤方偏移が 0.1 を超える blazar からの TeV ガンマ線の放射は、前述のように赤外線との衝突により減衰するため、観測の難しい赤外線放射量をガンマ線観測データから制限す

ることが可能になるが、放射の元のスペクトルを知ることができない不定性の問題は残る [57]。

4.6 そのほかの銀河系外天体

Vir A としても知られる巨大電波銀河 M87 ($z = 0.00436$) には、中心に $\sim 10^9 M_\odot$ のブラックホールがあるとされており、ジェットも観測されているが、blazar の場合と異なり視線方向から外れている。2003 年 HEGRA CT system の観測により TeV ガンマ線の信号が報告された [59]。

5 まとめ

Fig.1 に以上述べた天体の天球上の分布を示す。地上望遠鏡では天球のすべてをカバーすることができず、北半球と南半球にそれぞれ装置が必要である。また、活動銀河核のように変動の激しい天体では、経度の異なる位置にある望遠鏡で切れ目のないデータを取ること重要である。

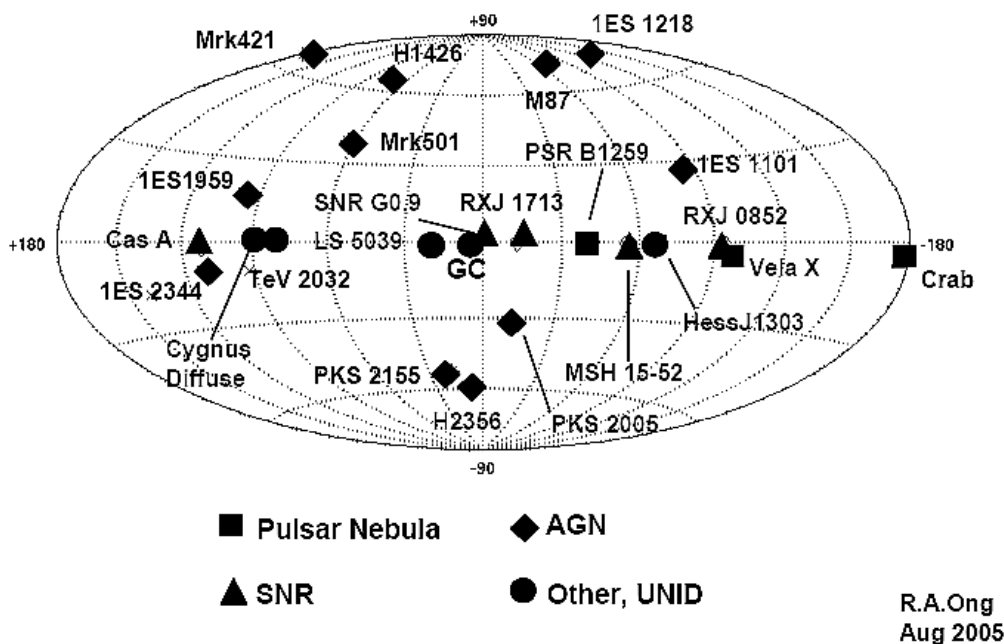


図 2: 銀河座標系で示した TeV ガンマ線天体の天球分布 [13]。

TeV ガンマ線観測は、チェレンコフ光のイメージング法を用いた宇宙線シャワーとガンマ線シャワーの識別の成功というブレークスルーと共に、過去十数年で急速な進展を見せている。ステレオ法の有効性も証明され、チェレンコフ光観測による角度分解能・エネルギー決定精度も向上している。TeV ガンマ線天体はパルサー星雲、ブレーザー、超新星に加えて、パルサー連星、X線連星、銀河中心、電波銀河などその範囲を拡大している。いくつかの超新星残骸から TeV ガンマ線が観測されたことは高エネルギー粒子加速の証明

ではあるが、宇宙線の起源として陽子が加速されている証拠はまだ十分とはいえない。大型計画が各地で稼動を開始し、本格的な観測データが蓄積されるにつれ、衛星観測とのエネルギーギャップは縮まって来ている。さらなる次期大型計画も構想されており、エネルギー領域が2007年打ち上げのGLAST [60]などの衛星観測とオーバーラップしていくにつれ、より相補的で相互に較正された多数の天体の高エネルギースペクトルが精密に測定できるようになり、粒子加速と放射機構の解明が進むであろう。

参考文献

- [1] 最近の書籍として T.C. Weekes, “Very High Energy Gamma-ray Astronomy” (IOP Publishing, Bristol and Philadelphia, 2003)、F.A. Aharonian, “Very High Energy Cosmic Gamma Radiation – A Crucial Window on the Extreme Universe”、(World Scientific, Singapore, 2004) 木舟正、「宇宙高エネルギー粒子の物理学」(培風館、2004)を挙げておく。
- [2] T.C. Weekes and K.E. Turver, 1977, Proc. of the 12th Eslab Symp. (Frascati) ESA SP-124, p.279
- [3] T.C. Weekes and K.E. Turver, 1978, Nuovo Cim. 45B, 99
- [4] A.M. Hillas, 1983, Proc. 19th ICRC, Vol.3, p.445
- [5] T.C. Weekes et al., 1989, Astrophys. J. 342, 379
- [6] <http://icrhp9.icrr.u-tokyo.ac.jp/c-experiments.html>
- [7] <http://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/HESS.html>
- [8] <http://wwwmagic.mppmu.mpg.de/>
- [9] <http://veritas.sao.arizona.edu/>
- [10] F.A. Aharonian et al., 1993, Experimental Astronomy, 2, 331
- [11] A. Daum et al., 1997, Astroparticle Physics, 8, 1
- [12] F.A. Aharonian et al. 2000, Astron. Astrophys. 361, 1073
- [13] R. Ong, 2005, rapporteur talk, 29th ICRC (Pune), in press
- [14] T. Tanimori et al., 1998, Astrophys. J. 492, L33
- [15] D. Horns et al., 2003, Proc. 28th ICRC (Tsukuba), Vol. 4, p.2373
- [16] O.C. de Jager and A.K. Harding, 1992, Astrophys. J. 396, 161
- [17] A.M. Atoyan and F.A. Aharonian, 1996, MNRAS, 278, 575
- [18] T. Sako et al. 2000, Astrophys. J. 537, 422

- [19] F. Aharonian et al. 2005, *Astron. Astrophys.* 435, L17
- [20] S. Hayakawa, K. Ito and Y. Terashima, 1958, *Prog. Theor. Phys. Suppl.* 6, 1 and references therein
- [21] H. Muraishi et al., 2000, *Astron. Astrophys.*, 354, L57
- [22] R. Enomoto et al., 2002, *Nature*, 416, 823
- [23] F. Aharonian et al. 2004, *Nature* 432, 75
- [24] F. Aharonian et al. 2005, astro-ph/0511678
- [25] H. Katagiri et al. 2005, *Astrophys. J.* 619, L163
- [26] F. Aharonian et al. 2005, *Astron. Astrophys.* 437, L7
- [27] K. Tsuchiya et al., 2004, *Astrophys. J.* 606, L115
- [28] K. Kosack et al., 2004, *Astrophys. J.* 608, L97
- [29] F. Aharonian et al. 2004, *Astron. Astrophys.* 425, L13
- [30] D. Horns, 2005, *Phys. Lett.* B607, 225
- [31] A. Kawachi et al. 2004, *Astrophys. J.* 607, 949
- [32] F.A. Aharonian et al. 2005, *Astron. Astrophys.* 442, 1
- [33] F.A. Aharonian et al. 2005, *Science* 309, 746
- [34] S.D. Hunter et al., 1997, *Astrophys. J.* 481, 205
- [35] A. Smith et al., 2005, *Proc. 29th ICRC (Pune)*, in press
- [36] J. Hinton et al., 2005, *Proc. 29th ICRC (Pune)*, in press
- [37] R.C. Hartman et al., 1999, *Astrophys. J. Suppl.* 123, 79
- [38] F.W. Stecker, O.C. de Jager and M.H. Salamon, 1992, *Astrophys. J.* 390, 49
- [39] M. Punch et al., 1992, *Nature*, 358, 477
- [40] T. Takahashi et al., 2000, *Astrophys. J.* 542, L105
- [41] A. Mücke et al., 2003, *Astropart. Phys.* 18, 593
- [42] J. Quinn et al., 1996, *Astrophys. J.* 456, L83
- [43] R.J. Protheroe et al., 1998, *Proc. 25th ICRC*, Vol. 8, p.317
- [44] D. Horan et al., 2002, *Astrophys. J.* 571, 753

- [45] F. Aharonian et al., 2002, *Astron. Astrophys.* 384, 23
- [46] A. Djannati-Atai et al., 2002, *Astron. Astrophys.* 391, 25
- [47] D. Petry et al., 2002, *Astrophys. J.* 580, 104
- [48] T. Nishiyama et al., 1999, *Proc. 26th ICRC (Salt Lake City)*, OG2.1.21
- [49] F. Aharonian et al., 2003, *Astron. Astrophys.* 406, L9
- [50] J. Holder et al., 2003, *Astrophys. J.* 583, L9
- [51] P.M. Chadwick et al., 1999, *Astrophys. J.* 513, 161
- [52] T. Nakase et al., 2003, *Proc. 28th ICRC (Tsukuba)*, Vol. 5, p.2587
- [53] F. Aharonian et al. 2005, *Astron. Astrophys.* 430, 865; *Astron. Astrophys.* 442 (2005) 895
- [54] M. Catanese et al., 1998, *Astrophys. J.* 501, 606
- [55] M. Tluczykont et al., 2003, *Proc. 28th ICRC (Tsukuba)*, Vol. 5, p.2547
- [56] F. Aharonian et al. 2005, *Astron. Astrophys.* 436, L17
- [57] F. Aharonian et al. 2005, [astro-ph/0508073](http://arxiv.org/abs/astro-ph/0508073)
- [58] M. Meyer et al., 2005, *Proc. 29th ICRC (Pune)*, in press
- [59] F.A. Aharonian et al., 2003, *Astron. Astrophys.* 403, L1
- [60] <http://glast.gsfc.nasa.gov/>