

CANGAROO III Project

CANGAROO collaboration

平成 10 年 1 月 28 日

目次

1	要旨	1
2	目的	2
2.1	パルサーおよびパルサー星雲	3
2.2	超新星残骸	3
2.3	活動銀河核	3
2.4	その他	4
3	世界の状況と我々の方針	5
4	観測装置	5
4.1	概要	5
4.2	反射鏡	6
4.3	カメラ	7
4.4	電子回路とデータ収集	8
4.5	感度	8
5	予算 (概算)	12
6	研究者リスト	12
A	宇宙線研究の新しい発展への高エネルギーガンマ線の寄与 — (他の大型計画「最高エネルギー宇宙線の観測」などとの関連について)	15
B	ステレオ観測	20
C	宇宙線ミュオンの除去	21

1 要旨

CANGAROO グループは、3.8m 口径の解像型チェレンコフ望遠鏡 (CANGAROO I) をオーストラリア・ウーメラに設置して、1992 年に観測を開始し [1, 2]、パルサー 1706-44 を超高エネルギー (~ 1000 GeV = 1TeV)

ガンマ線源として発見した [3]。さらに引き続き、かに星雲 [4, 5]、帆座パルサー [6]、超新星残骸 SN1006 [7] からの超高エネルギーガンマ線の証拠を得ており、天体における高エネルギー現象の解明に向けて世界的にも大きな役割を果たしている。現在は文部省科学研究費重点領域研究として、7m 口径のより高性能な解像型チェレンコフ望遠鏡 (CANGAROO II) を建設中であり、1998 年に観測を開始する予定である [8]。この望遠鏡によって、観測可能なガンマ線のエネルギーは、現在の 1000 GeV から 100 GeV まで下がり、高い統計精度での観測が可能となる。しかし、人工衛星に搭載されたガンマ線望遠鏡のエネルギーの上限値は 30 GeV 程度であり、CANGAROO II によってもガンマ線のエネルギースペクトルの観測の「穴」を埋めることはできない。そこで、CANGAROO II によるガンマ線天文学をさらに押し進めるため、10m 口径の望遠鏡 3 台を新たに建設し、感度を上げ、エネルギースペクトルの「穴」を埋めると共に、ステレオ観測によってエネルギー決定精度を向上させる計画をここに「CANGAROO III」として提案する。

宇宙においては地上の実験室のスケールを超えた超高エネルギー現象が生起している。超高エネルギーの粒子を加速・生成する特異な天体の探求は、宇宙線の研究として長年行われてきた。このような現象は高エネルギーガンマ線の放出を伴うはずであり、電荷を帯びた宇宙線が宇宙の磁場などで曲げられて方向性を失うのに対し、直進するガンマ線は発生した天体を直接指し示し、その観測は高エネルギー天体の解明の鍵となっている。GeV 領域では人工衛星搭載の望遠鏡によって百数十個のガンマ線源が見つかり、パルサーや活動銀河と同定されているものもあるが、半数は未同定の天体である。これに対し、数百 GeV 領域ではまだ数個のパルサーや活動銀河、超新星残骸が見つかり、衛星観測と地上観測のエネルギーの「穴」の領域においては多数の天体が発見を待っている。CANGAROO III は他のチェレンコフ望遠鏡計画と連携し、南天を受け持つ、この重要なエネルギー領域において多大な貢献を果たすことが期待できる。

2 目的

高エネルギー天体物理学は、米国のコンプトンガンマ線天文台衛星の探査により近年飛躍的な進歩を遂げた [9]。特に EGRET 検出器は 1 GeV 領域において 150 個以上のガンマ線源を発見した [10]。そのうち 6 個はパルサーと同定されており、電波パルサーや X 線パルサーと重なりあう天体であるが、これらは「ガンマ線パルサー」というべき特徴を持っている。また、約 50 個は活動銀河核と同定されており、高エネルギーガンマ線による観測が赤方変位 $z = 2$ を超える宇宙論的距離まで拡大された意義を持っている。100 GeV を超える超高エネルギーガンマ線領域においては、チェレンコフ光の像の差異によって宇宙線雑音の中からガンマ線候補を選び出す「イメージング法」の開発により、1980 年代の終わりにブレイクスルーが起こった。米国ホイップル観測所のグループによるかに星雲の検出 [11, 12] を初めとして、活動銀河核 Mrk421 [13] や Mrk501 [14]、日本の CANGAROO グループによるパルサー PSR 1706-44 [3] などが解像型チェレンコフ望遠鏡により高精度でとらえられ、超高エネルギーガンマ線源として確立した。EGRET の発見した天体の多くは超高エネルギーまでガンマ線を放出していると期待される。また、天体の放出するエネルギー流量の観測という観点からは、TeV ガンマ線の地上観測の感度は GeV 領域の EGRET よりすでに高く、X 線衛星に迫るものとなっていることから、EGRET で検出されずに TeV 領域のみで観測される天体も多数あるとみられる。このように、超高エネルギーガンマ線天文学は夜明けを迎えており、また、その豊かな未来を予感させるものがある。

各波長領域がそれぞれ一対一に対応する研究対象を有するわけではない。高エネルギーガンマ線を放出する天体は、あらゆる波長での観測の対象として興味をひきつけている。広範囲の波長領域を総合して初めて、実験室では実現不可能な物質の状態にある天体の理解が可能になる。以下では観測対象候補天体について個別に述べる。

2.1 パルサーおよびパルサー星雲

強い磁場を持ち光速に近い速さで回転している中性子星と考えられているパルサーは、宇宙の巨大な発電機として、天体における粒子加速の実験室である。大きな電位差のために、電子や陽子は超高エネルギーまで加速され、古くから高エネルギー宇宙線の源とする説も唱えられてきた。電波からガンマ線の領域まで観測されているパルスは回転に同期して放出されると考えられているが、かに星雲 [11, 12, 4]、帆座パルサー [6] および PSR 1706-44 [3] から観測されている超高エネルギーガンマ線ではパルス成分は見つかっておらず、時間的に定常な放射となっている。また、CANGAROO グループは大天頂角における観測でエネルギースペクトルが 50 TeV 以上まで伸びていることを示した [5]。

超高エネルギーのガンマ線はパルサー磁気圏から発生しているのではなく、パルサーから放出される粒子流が周囲の物質と衝突してつくる衝撃波で電子が加速され、周囲の光子が逆コンプトン散乱によって超高エネルギーになっているものと考えられている。X 線領域でパルサー周囲に最近続々と発見されている [15] シンクロトロン星雲、すなわち高エネルギー電子が磁場で曲げられてシンクロトロン放射を放出している天体では、このような状況が実現している。従来から帆座パルサーの周囲には星雲が知られている。単独パルサーと考えられていた PSR1706-44 にも、最近周囲を取り巻く星雲が発見され [16]、この描像は裏付けを得たといえる [17]。

「パルサー星雲」からの放射のスペクトルには、シンクロトロンと逆コンプトンの各成分に対応する二つのピークが期待され、エネルギースペクトルの観測データをおよそ説明できる [18, 17]。加速されている電子の最大エネルギーによってこれらのピークの位置は相関して変化するため、GeV 領域がピークの間谷にあたる場合は、衛星観測で見つかっていても、感度の高い TeV 領域では観測され得る。

以上のように、地上観測のエネルギーを 100 GeV 領域まで下げることは、より広いエネルギー範囲における電子加速機構、さらには宇宙線の加速の問題を探る上で大きな意味を持つといえる。また、衛星観測と地上観測のエネルギー領域の「穴」を埋めることにより、GeV 領域で見つかっているパルス成分がどのくらいのエネルギーまで伸びているかを探れば、パルサー近傍のガンマ線の放射機構についての理解を深めることができる。

2.2 超新星残骸

超新星残骸は古くから高エネルギー宇宙線の源として考えられてきたが、決定的な証拠を欠いていた。あすか衛星による超新星残骸 SN1006 からの非熱的 X 線放射の発見は、シンクロトロン放射を行う数百 TeV の電子の存在を強く示唆し、超新星残骸がこのエネルギーまでの宇宙線の加速器として働いていることを示した [19]。このような超高エネルギー電子は、宇宙背景放射などの周囲の光子と逆コンプトン散乱を起こし、光子を超高エネルギーに叩き上げると考えられるため、地上ガンマ線観測の有力な候補天体になる。また、宇宙線として陽子などの原子核も加速されていれば、周囲の物質と衝突してパイオンを生成し、その崩壊からガンマ線が放出されるはずである。ごく最近 CANGAROO グループはこの天体からのガンマ線の証拠を発見した [7]。これは超新星残骸において粒子の加速が数十 TeV まで起こっていることの直接の証拠であり、衝撃波加速理論の検証となる重要な結果である。長年の懸案である宇宙線の起源の問題に対する大きな手がかりとして、詳細なデータおよび他の同種の天体の観測が待たれている。

2.3 活動銀河核

EGRET によって同定されたガンマ線源のうち、もっとも多いのが活動銀河核と呼ばれる激しい活動をしている天体である。その中心には太陽質量の 1 億倍にもおよぶ巨大質量のブラックホールが存在していると考えられている。ブラックホールへ降り積もる物質はその周囲に円盤状に集積するが、この円盤と垂直

方向には物質とともに凝縮された磁場のために高速の粒子流が形成され、ジェットと呼ばれている。こうして加速された電子や陽子が周囲の光子や物質と相互作用するとガンマ線が生成される。ホイップルグループは Mkn421 からの超高エネルギーガンマ線を検出し [13, 20, 21, 22]、どの波長よりも激しい時間変動や、X 線との相関 [23] が注目を集めることとなった。Mkn421 は HEGRA グループによっても検出されている [24]。すなわち、広い波長にわたって観測を行い、時間変動を比べる際に、最も速い時間変動は放射領域が最も小さいことを意味しており、超高エネルギーガンマ線による観測は最も深部の放射機構を探ることができる。その後 Mkn501 からもさらに強いフレアが観測され、1996 年は複数のグループによって詳しい観測がなされた [14, 25, 26, 27, 28]。

超高エネルギーガンマ線は銀河間を伝播する際、星などから放出される赤外線光子と衝突し、電子陽電子対創成を起こして失われる。この反応は 100 GeV 以上のガンマ線が $z > 0.1$ に相当する距離を伝播する際顕著となり [29, 30]、地上観測で検出可能な活動銀河核の数を増やすには、観測可能なエネルギーを下げるのが決定的に重要である。逆に、この反応によるスペクトルのカットオフエネルギーをガンマ線の観測で決定することにより、銀河間空間における赤外線光子の密度を知ることができる。

2.4 その他

以上の超高エネルギーガンマ線で検出されている天体のほかに、エネルギー閾値が下がり、検出感度が上がれば地上から観測可能となる天体は多い。

スターバースト 銀河および銀河団 これらの天体では星生成の強い活動が現在あるいは過去に起きており、それに比例して宇宙線も大量に生成されていると考えられ、周囲の物質と衝突すればガンマ線が発生する。現在の検出感度では信号を得るには十分とはいえないが、次世代のチェレンコフ望遠鏡では観測可能な強度のガンマ線を放出していると予想されている [31]。また、これらは宇宙論的には「近い」距離にあるため、赤外線による吸収を受けず、観測されるエネルギースペクトルは宇宙線の発生源から変形を受けないため、宇宙線の起源の問題においても重要な鍵を提供する。

巨大分子雲 宇宙線の源としての粒子加速器だけではガンマ線が効率的に発生するには十分ではない。すなわち、標的となる物質が必要である。巨大分子雲は太陽質量の一万倍から百万倍の物質を有する標的として好都合な存在であるだけでなく、星生成領域と相関しているため宇宙線の源としても有力な場所といえる。十分な宇宙線エネルギーの入力があれば、TeV 領域でガンマ線が検出可能であるという予想がなされている [32]。

ガンマ線バースト ガンマ線バーストが宇宙論的存在かどうかという発見以来の大問題については、BeppoSAX 衛星によって高精度で位置が決定されたことにより、光学観測で天体が同定され、大きく赤方変位した輝線が見つかったため、肯定的な答えが固まりつつある。このような遠い距離において、莫大なエネルギーが主に非熱的な形で短時間に開放されているわけであり、有力なモデルとして検討されている「火の玉」モデルによればガンマ線のスペクトルは高エネルギーまで延びていてもよい。問題は、赤外線による吸収のため、ガンマ線が発生源の中から出てこられるかであるが、発生源が相対論的な速度で動いているなら吸収は問題にならない。しかし、活動銀河核からのガンマ線の場合と同様、銀河間の赤外線による吸収の問題と合わせて、超高エネルギーガンマ線によるガンマ線バーストの観測は、重要な挑戦の一つであるといえよう。また、最高エネルギー宇宙線の源としてガンマ線バーストを挙げる説が出されているが、そのような高エネルギー陽子と周囲の光子との光パイオン生成から放出されるガンマ線は、光光衝突による吸収を受けない 100GeV 以下では十分検出可能なフラックスになると予想され [33]、チェレンコフ望遠鏡による観測で最高エネルギー宇宙線の謎が明らかになるかもしれない。

EGRET 未同定天体 EGRET で見つかっているガンマ線源の半分以上は角度分解能の制限のため正体不明であるが、TeV 領域で 10 分の 1 以下の角度分解能で観測すればその多くは同定可能となるであろう。また、これらは銀河面に多く分布しているため、南天での観測が有利である。

銀河内超高速ジェット天体 HEGRA グループは GRS1915+105 からの TeV ガンマ線のフレアを報告している。南天にも GRO J1655-40 などの超光速現象が起きている天体があり、これらの天体からの超高エネルギーガンマ線が確認されれば、まったく新しい種類の TeV 領域のエネルギーでのみ明るい天体の存在が明らかになるかもしれない。

3 世界の状況と我々の方針

人工衛星による観測装置に比べて桁違いに小額の費用で実現できる高エネルギーガンマ線の地上観測は近年著しい発展を遂げ、我々CANGAROOグループ以外にも、ホイッブルグループ、HEGRAグループ、CATグループなど各国の装置が活躍しているとともに、次世代の大型望遠鏡計画が目白押しである。ホイッブルグループを中心とした VERITAS グループは、現在の 10m 望遠鏡の近くで 9 台の口径 10m 望遠鏡建設が決定している [34]。HEGRA グループからは、二つの大型計画が提案されている。HESS グループは 16 台の口径 10m 望遠鏡計画を提案しており、そのうち 4 台の建設が確定している [35]。一方、MAGIC グループは口径 17m の単独鏡計画を持っている [36]。これらはいずれも解像型チェレンコフ望遠鏡であり、VERITAS と HESS はステレオ観測による高精度化と複数鏡による大面積化、MAGIC は超大型鏡による低エネルギー化を狙った計画とすることができる。

別の方向として、太陽エネルギー利用のための大面積鏡を用い、分解能は劣るものの、よりガンマ線のエネルギー閾値を下げようという計画もあり、アメリカでは STACEE グループ [37]、フランスでは CELESTE グループ [38] が推進している。

以上のような状況のもとに、我々CANGAROOグループとしては、高感度の装置をできるだけ早期に実現し、観測を行ないながら装置の大型化を段階的に進めていきたいと考える。超高エネルギーガンマ線天文学の状況を考えると、感度が 10 倍向上しただけで大きな進展が期待できるからである。具体的には、現在建設中の 7m 望遠鏡の経験のもとに口径 10m の望遠鏡を増設して複数台の装置に拡張していきたい。7m 望遠鏡はもともと 10m 口径として設計されており、小型球面鏡の追加のみで 10m 望遠鏡になるので、開発はほぼ終了しており、技術的には困難がない。この拡張計画の第 1 段階がここで提案している 10m 望遠鏡 4 台による CANGAROO III である。将来的には台数を増やしていきたいが、次の段階の計画として、単純に台数を増やしていくのか、それとも 15m クラスなどさらに大口径の望遠鏡を開発するべきであるのかを、CANGAROO III の経験を元に検討した上で提案していきたい。

また、我々は X 線衛星 ASCA の観測プロポーザルを共同で提出したり、世界の活動銀河核の多波長観測キャンペーンに参加するなど、他の波長の観測者、特に X 線の研究者との連携の経験を積んで来ており、これから精密化していく高エネルギー天体の研究の発展に重要な役割をになう準備を行なってきた。

4 観測装置

4.1 概要

高エネルギーガンマ線は地球に入射すると大気上層で空気シャワーを生成し、チェレンコフ効果で青い光を放出する。この光を反射鏡で集光して焦点面で結像させ、光電子増倍管を並べたカメラで電気信号に変換し、接続した電子回路で処理し、計算機によりデータとして記録する。

この方法によっては月のない晴れた夜間のみ観測が可能であるため、気象条件の良いオーストラリアに装置を設置する。南半球の中緯度では銀河中心を天頂近くで観測できるため、北半球より銀河系内ガンマ

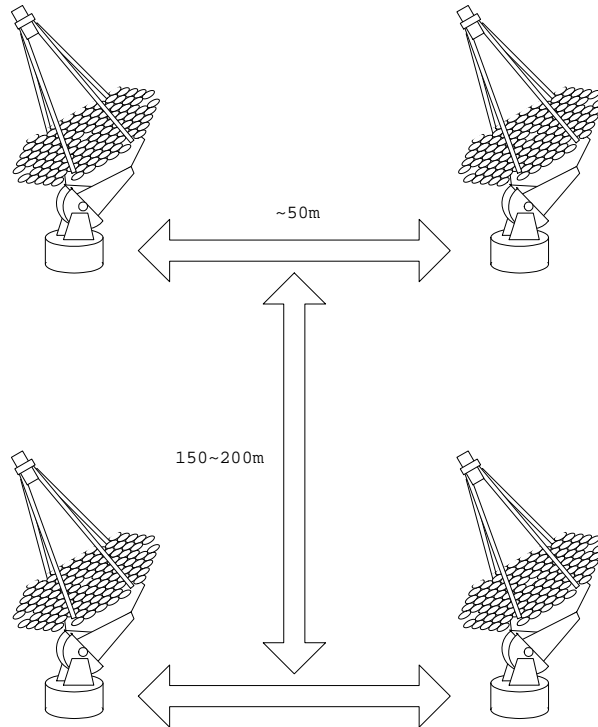


図 1: CANGAROO III 反射鏡配置図

線天体の観測においては有利である。

CANGAROO IIIでは、反射鏡として10m口径の望遠鏡3台を新設すると共に、重点領域研究で建設中の7m口径の望遠鏡(CANGAROO II)に小型鏡を増設して10m口径とした反射鏡を含めた計4台を用い、それぞれに光電子増倍管約600本からなるカメラを設置する。合計300m²の反射鏡によって微弱なチェレンコフ光を集光すれば、30 GeVまでのガンマ線の観測が可能になる。

チェレンコフ光は原子核の宇宙線によっても放出され、ガンマ線観測における大きな雑音となる。高解像度カメラでチェレンコフ光の像を捉え、ガンマ線と原子核の空気シャワーを識別するイメージング法の開発によって、数百 GeV領域のガンマ線の観測が精度良く行えるようになった。エネルギースペクトルの違いにより、チェレンコフ光によるガンマ線観測においては低いエネルギーにいくほど雑音としては宇宙線の数はガンマ線に比べ速く増大するが、このエネルギー領域では空気シャワーが十分発達しなくなるため、チェレンコフ光の発光効率が落ち、同じ光量で比較すると、信号雑音比においてはかえって有利となる。この場合、宇宙線ミュオンが新たな雑音として問題になってくるが、カメラで記録する光の時間情報を利用して識別する方法が有望である(後述)。

また、4台の望遠鏡によるステレオ同時観測により、ガンマ線到来方向の決定精度が向上し、宇宙線雑音の除去効率を改善するとともに、ガンマ線源の空間的な広がりを研究する事が可能となる。また、チェレンコフ光の発生高度が事象毎に推定できるようになるため、これを補正に用いることにより、事象毎のエネルギー決定精度は大きく改善され、天体のエネルギースペクトルが精密に決定できるようになる。

4.2 反射鏡

我々は、重点領域研究においてすでに口径10mクラスの大型チェレンコフ光反射鏡の製作を経験しているので、ここでは大型化の可能性について述べる。チェレンコフ光による観測に必要な焦点面における像

の精度は 0.1 度程度であるため、この反射鏡は、他の大型チェレンコフ光反射鏡と同様に、局所的には光学望遠鏡と同様の面精度を持つ小型球面鏡を多数並べて放物反射面を構成する方法でつくられている。このような方法によれば、光学望遠鏡では実現困難な 10m 以上の大型反射鏡を安価で製作することが可能である。ただし、従来のようなガラス製の小型球面鏡を使用する限り、反射鏡全体の重量が一般の電波望遠鏡より重くなり、単純なフレーム支持構造によって製作できる口径としては 10m が限界であった。また、ガラス鏡は面精度は高いものの反射面の耐久性に問題があり、保護膜をつけても耐用年数は数年であった。

我々はこの問題を克服するために、炭素繊維強化プラスチック製小型球面鏡を三菱電気と共同で開発した。この鏡はガラス製に比べ 5 分の 2 以下の重量で、表面にアルミ蒸着を施す代わりに、厚いアルミ箔を使用し、耐久性を大幅に改善することができた。この軽量鏡を使用することにより、15m クラスの大型反射鏡が単純なフレーム支持構造で初めて製造可能となり、鏡の有効面積を 10m クラスの倍以上にすることができる。海外で提案されている同クラスの大型反射鏡では、自重による変形を補正するため、アクチュエータを各小型鏡に取り付ける能動的な手法を用いることを計画しているが、そのため複雑で高価なものになり、一台のみを用いる計画となっている。

このように、我々が確立した 10m クラスのチェレンコフ光望遠鏡と同じ技術で 15m クラスのチェレンコフ光望遠鏡の製作が可能である。反射面は、チェレンコフ光の光路差により時間差が生じないように、我々の 10m 鏡の場合と同様に放物面を採用する。焦点距離は、11m ($F = 0.7$) 程度までなら単純なフレーム支持構造で製造可能と見積もられている。この場合、コマ収差はホイップル観測所の 10m 鏡や我々が建設中の 10m 鏡と同じ程度であるので、チェレンコフ光観測に十分な結像性能は確保されている。

15m チェレンコフ光望遠鏡の有効面積は 10m 口径の 2.25 倍あるため、ガンマ線観測のエネルギー閾値は、1 台の場合で 40 GeV 程度、3 台による観測では 20 GeV 以下まで下げられると予想され、EGRET 検出器による 30 GeV までのデータとの接続が確実なものとなる。

4.3 カメラ

口径 10m 鏡の場合は現在建設中の 7m 鏡と同一のもので十分であるので、ここではより大型鏡に応用する場合について考える。10m 反射鏡の設計時のシミュレーション計算によれば、ガンマ線の像をとらえるカメラのピクセルサイズは 0.16 度程度が最適である。 $F = 0.7$ の 15m 鏡の場合、鏡の光学的特性は 10m 鏡とほぼ同等のものが得られると考えてよいので、ピクセルサイズ 0.16 度に対応する直径 19mm の高速応答用光電子増倍管を使用する。観測可能な視野として 3 度を確保するためには約 550 本の光電子増倍管が必要となる。10m 鏡と同様に 16 本単位でモジュール化するので、10m 鏡用に開発したプリーダ・アンプボックス及び集光用ライトガイドがスケールアップすることにより使用可能である。

高圧は一つのプリーダ・アンプボックス当たり一チャンネルのみ供給するので、1 台の望遠鏡に対して 32 チャンネル程度用意すればよく、中型の光電子増倍管用高圧電源でまかなうことが出来る。

15m 口径の集光力のため、夜光の影響が強くなるので、これを削減するには赤色カットフィルターを使用する。また、これにより星の光の影響も抑えられるが、この口径ではフィルターのみで 3 等星の影響を抑えることは難しい。そのため、プリーダ・アンプボックス内の高圧供給回路にスイッチを設け、星が視野内に入った光電子増倍管に対してはコンピュータ制御により随時高圧をオフに出来るようにする必要がある。プリーダ・アンプボックスへの高圧電流をモニターする以外に、回路の項で述べるように、各光電子増倍管のシングルカウントを測定して、星や夜光の影響を正しく把握することが可能であり、影響の大きな最小限の数の光電子増倍管の高圧を計算機から随時遮断することにより、データへの影響を最小限にしながら観測を行なっていくことが可能となる。

4.4 電子回路とデータ収集

基本的には現在建設中の 7m 望遠鏡と同じ方針を採るが、技術の更新に合わせて改良したものとする。

光電子増倍管からの信号は、カメラ内で増幅され、ツイストペアケーブルを通じて回路小屋に導かれ、TKO 規格のディスクリ・アンプ・サムモジュールに入力される。これは、CANGAROO II のために新規開発されたモジュールで、信号を増幅・整形し、閾値以上の信号を論理信号にし、その数をスケアラで計測するとともに、信号のアナログ和とヒット数に比例したパルス (ヒットサム) を出力する。1 モジュールで 32 チャンネルの信号を処理できるので、光電子増倍管の 16 本組 (プリアンプボックス) 2 個に対応する。論理信号のパルス幅は入力信号の波高の対数に比例するよう整形されており、これを VME 規格のマルチヒット TDC でデジタル化する。ディスクリレベルを超えた信号はスケアラでカウントされるが、その情報は TKO バスを通じて適宜読み出され、望遠鏡の視野を恒星が横切ったことを知るなどのために利用される。信号のアナログ和は、各信号の波高値の補助として、ADC で測定されるとともに、さらにカメラ全体の和をとってトリガーにも使用できる。デジタルデータは VME 規格の CPU ボードによって読み出され、固定ディスクやテープなどの媒体に記録するとともに、オンラインでモニターし、夜空やカメラの状態をチェックする。また、簡単なイメージ解析を行い、ガンマ線強度が強い場合にはその場で結果が得られるようにする。

シャワー事象のトリガーは次のように行う。各望遠鏡を個別に観測に用いるときは、ある光電子数 (たとえば 4 個) を超えた光電子増倍管がある本数 (たとえば 5 本) 以上あったイベントに対してトリガーをかけ、データを収集する。このような単純な方法では、鏡が大面積化して集光力が増えるにつれ、夜光のバックグラウンドも増大するので、トリガーに必要な光量が大きくなってしまい、エネルギー閾値を下げるのが困難になってくる。そこでチェレンコフ光の像が視野に比はずっと小さいことを利用し、小さな光量でもトリガー頻度が上がらないようなパターントリガーの方法も検討中である。ステレオモードの観測では、各望遠鏡のカメラのヒットサムがある値を超えたときをその望遠鏡の 0 次トリガーとし、3 台の望遠鏡のうちの 2 台の 0 次トリガーのコインシデンスで 1 次トリガーをかけ、データを収集する。望遠鏡が間隔を持っているため、望遠鏡間で 0 次トリガーには時間差が生じるので、コインシデンスのゲート幅は大きくしなければならず、偶然のトリガーが増えてしまうが、収集したデータを用いてソフトウェアトリガー (2 次トリガー) をかけ、そのような事象は記録前に捨てることによって、解析の手間を減らすことを考えている。

また、パルサーなどの正確な時間情報が必要な天体の観測のために、GPS からの秒信号を利用し、シャワー事象の絶対時刻を 1 マイクロ秒程度の精度でデータとして記録する。

光電子増倍管に印可する高電圧は、リモートコントロール可能な高圧電源を用い、16 本毎に共通な値をかけるが、光電子増倍管の利得の差はカメラ内のアンプに入力する前の抵抗値を調節して均一化する。また、この高圧電源は電流値をモニターすることができ、明るい星が望遠鏡の視野を通過する際など、異常に電流が増加したときには自動的に高電圧を切ることも可能である。

望遠鏡のコントロールは 7m 鏡用に開発されたプログラムがそのまま適用できる。コントロール用の計算機は GPS 受信機によって世界時に同期させ、十分な追尾精度を確保できる。

4.5 感度

GEANT を用いたシミュレーションにより、単独鏡の場合についてトリガー効率をガンマ線エネルギーの関数として求めたものを図 2 に示す。この場合の効率は、天頂を向けた望遠鏡に平行に、半径 150m 以内でランダムに入射したガンマ線がトリガー条件を満たす割合として定義している。10m 鏡の場合は効率が 50% になるのは 65 GeV であるが、実際の解析においてはイメージ解析により宇宙線原子核によるイベントを排除するカット (イメージカット) をかけるので、エネルギー閾値は少し上がることになる。一方、陽子によるシャワーは低エネルギーでは電磁成分の割合が減少するため、入射エネルギー当たりのチェレンコフ光量は急激

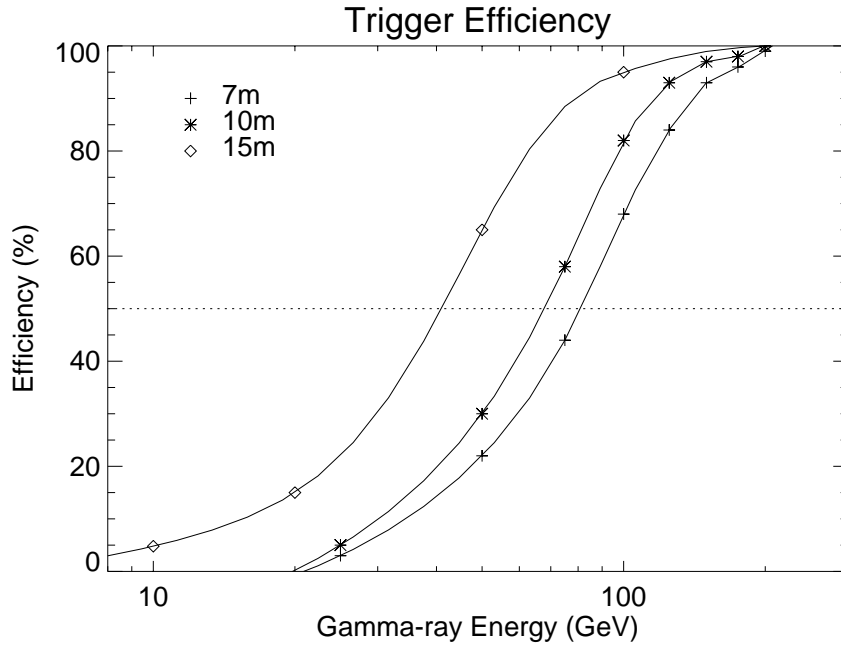


図 2: 望遠鏡の口径とトリガー効率。

に減少する。ヘリウム以上の重い原子核の場合はさらに光量は小さくなるので問題にならない。その結果、エネルギーを下げるとともにガンマ線より宇宙線のフラックスの方が急激に増加するにもかかわらず、信号雑音比は 100 GeV 領域ではより高いエネルギー領域より有利となる。しかし、このエネルギー領域では宇宙線電子が新たな雑音になる。この様子をガンマ線源の積分フラックスを $F(\geq E) = 10^{-11}(E/100 \text{ GeV})^{-\alpha+1} \text{ cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ 、 $\alpha = 2.5$ (かに星雲の場合の約 60 分の 1) と仮定した場合に示したのが図 3 である。3 本の線は上から入射フラックス (陽子・電子については 1 度以内)、そのうちトリガーにかかるイベントのフラックス、および解析に残るイベントのフラックスを表している。ここで、最終的にガンマ線のフラックスを求めするにはイメージカットとともに方向カット (チェレンコフ光の像の長軸が源方向となす角度によるカット) を施すため、等方的に入射する陽子と電子については方向カット後の雑音領域として $1/5$ を乗じている。100 GeV 以下では電子が主要な雑音となることがわかる。エネルギー閾値を観測されるガンマ線の最頻エネルギーで定義すると、この場合は 80 GeV となる。この結果、観測されるガンマ線の数はい現在の 3.8m 望遠鏡の場合の 100 倍以上となり、信号雑音比の上昇と合わせて、ガンマ線に対する感度は大幅に向上することが期待できる。さらに、ここで用いた現有 3.8m 鏡の解析に準じたイメージカットはまだ十分最適化されていないので、エネルギー閾値はもう少し下がると予想される。

また、ガンマ線源のスペクトルが図 3 で用いたよりも固い場合 ($\alpha = 2.0$) とやわらかい場合 ($\alpha = 3.0$) にイメージ解析後残るイベントのフラックスを比較したのが図 4 で、エネルギー閾値はそれぞれ 70 GeV と 90 GeV となり、100 GeV 以下のエネルギー領域を探ることが十分可能になることがわかる。

チェレンコフ光の集光能力が上がるにつれ、1 個の荷電粒子でも近傍を通るとトリガーにかかるようになる。すなわち、宇宙線ミュオンがガンマ線観測の雑音となってくる。ミュオンが地上付近で望遠鏡に平行に入射してくると、半径約 1 度のリング状の像となって観測されるので [39]、ガンマ線シャワーとの識別は容易だが、約 80m 以上離れたところを通る場合はリングのごく一部しか観測されず、識別は困難になる。地上で観測されるミュオンのフラックスを考えると、100GeV 領域のガンマ線望遠鏡ではこのミュオンが最大の問題であると言われることがあるが、実際はミュオンは低エネルギーの宇宙線原子核シャワーに伴って放出されるものであり、新たな雑音として単純に加える必要はない。問題になるのはシャワー本体が

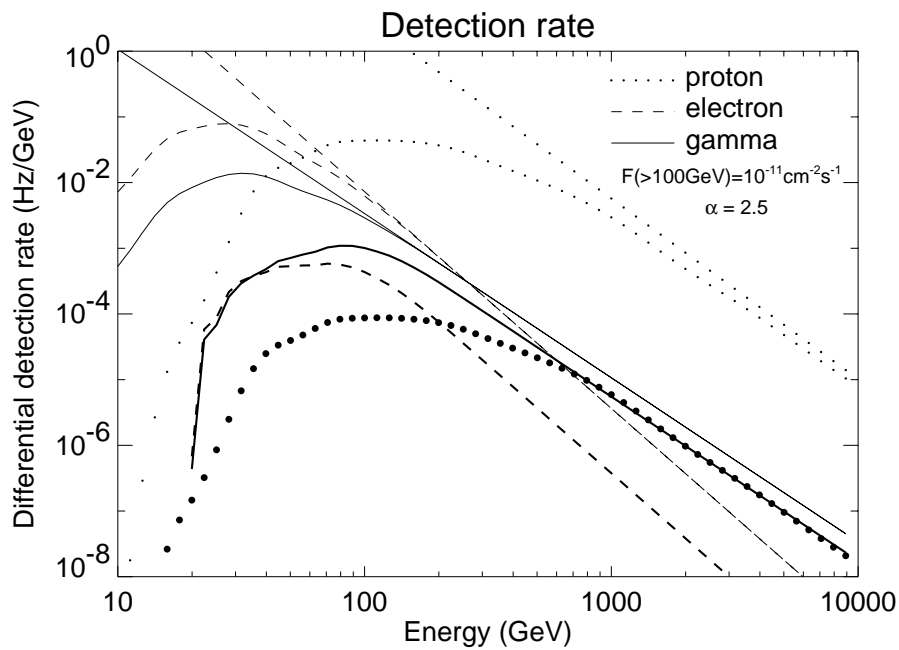


図 3: 10m 望遠鏡の微分イベントレート。各成分についての 3 本の線はそれぞれ上から入射フラックス、トリガーされるフラックス、および解析に残るフラックス (太線) を示す。

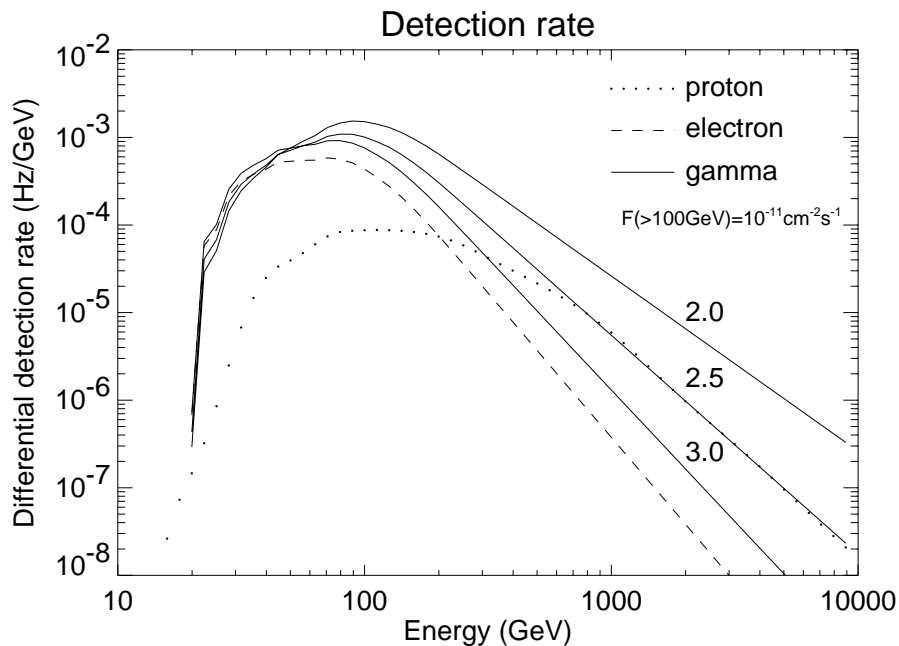


図 4: 10m 望遠鏡の微分イベントレートとガンマ線スペクトルのべきの関係。

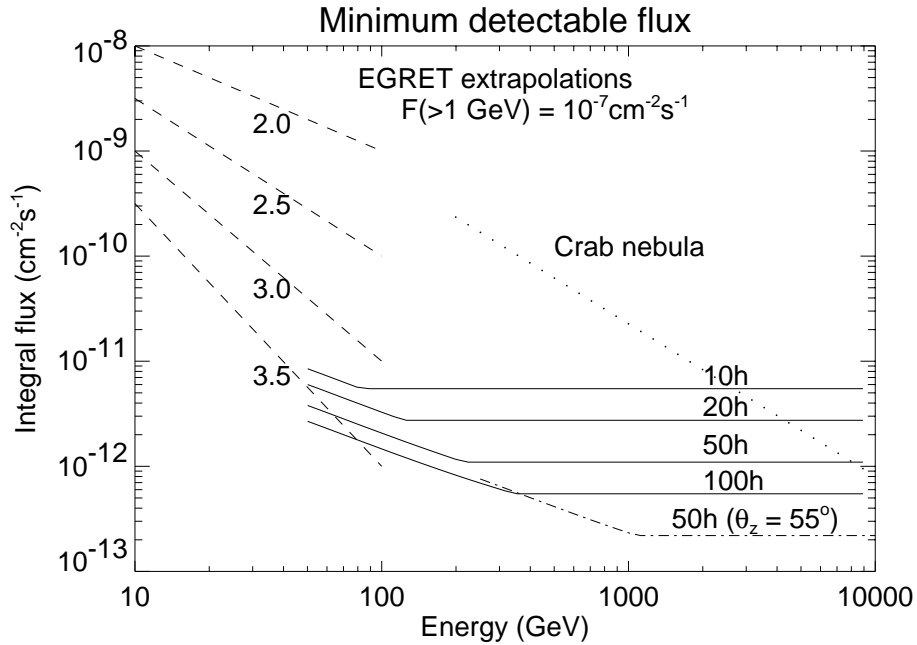


図 5: 10m 望遠鏡で検出可能なガンマ線フラックスと観測時間の関係 (実線)。天頂角 55 度の場合を一点鎖線で示す。破線は EGRET の上限値を $E^{-\alpha+1}$ の形でべき α を変えて延長したフラックスを、点線はかに星雲の観測値を示している。

望遠鏡の視野に入らないのに、ミュオンが大きな角度で放出されて単独で視野に入るような場合である。広い視野にわたって遠距離まで原子核シャワーのシミュレーションを行ない、このような低頻度の現象を予想するのは簡単ではなく、いままでに詳しく調べられていないため、前の図には示していない。まだ詰めるべき点は残っているが、付録で述べるように我々の放物面鏡の時間特性を生かしたミュオンの除去法を検討してきており、単独鏡でもミュオンのイベントは 1/100 以下に減らせる見通しが得られており、ステレオ観測の場合はさらに 1/10 にすることが可能なので、ミュオンの雑音は克服できると考えている。

ガンマ線フラックスに対する感度は、観測時間とともに向上するが、1 年当たり一つの天体を観測可能な時間は 100 時間程度であることから制限される。さらに、検出されるガンマ線数が 100 以上という条件をつけて 5σ 以上で検出可能なフラックスを示すのが図 5 である。宇宙線ミュオンによる雑音については、エネルギーとチェレンコフ光量の対応関係を単純化し、イメージカットを考慮せず、時間情報によるカットのみを施すという荒い推定で加えてある。100 時間の観測により、100GeV 領域でかに星雲のフラックスの 300 分の 1 (3 mCrab) の感度が得られると期待される。また、南半球では北天の天体を観測するときの天頂角が大きくなるが、このような場合はシャワーまでの距離が遠くなってエネルギー閾値が上がる一方、有効面積が増大する [40]。これは CANGAROO グループによってかに星雲の観測に対して用いられ、初めて成功をおさめた方法である [4, 5]。天頂角が 55 度の場合にはエネルギー閾値、有効面積ともに約 5 倍になるが、この場合の感度も図に示されている。

ステレオ観測による感度については、単独鏡の場合に比べ、(1) 複数のチェレンコフ光像からガンマ線の到来方向が個々のイベントについて決定できるため、宇宙線雑音の混入を減らすことができ、また天体の広がりについての情報が得られること、(2) ガンマ線シャワーの発生高度がある程度推定できるため、エネルギー分解能が向上すること、(3) 局所的な宇宙線ミュオンによるトリガーを減らせること、などの利点がある。一方、複数の望遠鏡の同時トリガーを必要とするため、シャワーの検出の有効面積が減少するという欠点を持つ。以上の得失を考慮して天体毎に観測モードを使い分けることになるだろうが、たとえば新たなガ

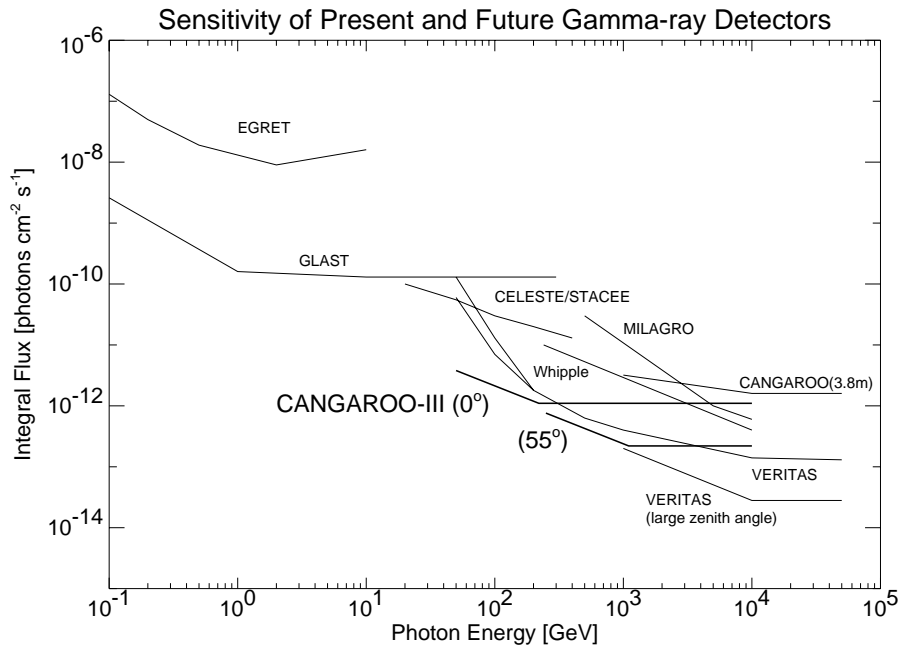


図 6: ガンマ線望遠鏡で検出可能なガンマ線フラックスの比較。

ガンマ線天体の発見を目指すときは有効半径の大きな単独観測モードを用い、既知の天体を詳しく観測するときはステレオ観測モードを用いる、などの方法が考えられる。単独観測モードでは複数の天体の同時モニターが可能となり、活動銀河核などフレアを起こす天体については特に有用であろう。

図 6 は現在稼働中・計画中のガンマ線望遠鏡の達成可能な感度の比較である。人工衛星は 1 年間、チェレンコフ望遠鏡は 50 時間の観測を仮定している。この感度をエネルギー流量 (νF_ν) 単位に直すと、100GeV で $3 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ となり、X 線衛星の感度に迫るものであることがわかる。

5 予算 (概算)

品目	単価 (千円)	員数	総額 (千円)
7m 望遠鏡の 10m 化	50,000	1 台分	50,000
10m 望遠鏡	300,000	3 台	900,000
光電子増倍管カメラ	30,000	3 台	90,000
高圧回路	20/ch	1500ch	30,000
信号処理回路	30/ch	1500ch	45,000
データ収集解析用計算機	2,000	4 台	8,000
ケーブルその他雑品			10,000
観測小屋	1,000	4 か所	4,000
望遠鏡土台整備	2,000	3 か所	6,000
器材運送費			45,000
総計			1,440,000

(外国旅費・国内旅費は含めていない)

6 研究者リスト

1998年1月現在の CANGAROO collaboration の研究者リストを挙げる。(ただし、大学院学生は含めていない。)

Department of Physics and Mathematical Physics, University of Adelaide John R. Patterson,
Roger W. Clay, Raymond J. Protheroe

茨城大学理学部 柳田昭平、吉田龍生

東京大学宇宙線研究所 Jamie Holder, 河内明子、木舟正、Stephane Le Bohec, 森正樹、Michael D. Roberts,
Gavin P. Rowell, 吉越貴紀

理化学研究所 薄田竜太郎

宇宙科学研究所 Philip G. Edwards

神奈川大学工学部 田村忠久

国立天文台 水本好彦

東海大学理学部 西嶋恭司

東京工業大学理学部 荻尾彰一、谷森達

東京大学理学部 内藤統也

名古屋大学太陽地球環境研究所 松原豊、村木綏

山形大学理学部 郡司修一

山梨学院大学経営情報学部 原忠生

参考文献

- [1] J. R. Patterson and T. Kifune 1992, Australian and New Zealand Physicist, 29, 58
- [2] T. Hara et al. 1993, Nucl. Instr. Meth., A332, 300
- [3] T. Kifune et al. 1995, Astrophys. J. Lett., 438, L91
- [4] T. Tanimori et al. 1994, Astrophys. J. Lett., 429, L61
- [5] T. Tanimori et al. 1998, Astrophys. J. Lett., 492, L33
- [6] T. Yoshikoshi et al. 1997, Astrophys. J. Lett., 487, L65
- [7] T. Tanimori et al. 1997, IAUC 6706, 2; 1998, Astrophys. J. Lett.(in press)
- [8] T. Kifune and T. Tanimori 1993, in "Towards a Major Atmospheric Cherenkov Detector II" (ed. R. C. Lamb, Iowa State University), p. 243; T. Tanimori et al. 1994, in "Towards a Major Atmospheric Cherenkov Detector III" (ed. T. Kifune, Universal Academy Press), p. 311; T. Tanimori et al. 1995, in "Towards a Major Atmospheric Cherenkov Detector IV" (ed. M. Cresti, Univ. Padova), p. 316; Y. Matsubara 1997, in "Towards a Major Atmospheric Cherenkov Detector V" (Kruger, South Africa, to be published)
- [9] See, for example, C. R. Shrader and N. Gehrels 1995, Publ. Astron. Soc. Pac., 107, 606; Compton Science Support Center homepage <http://coss.c.gsfc.nasa.gov>
- [10] D. J. Thompson et al. 1995, Astrophys. J. Suppl., 101, 259; 1996, Astrophys. J. Suppl., 107, 227
- [11] T. C. Weekes et al. 1989, Astrophys. J., 342, 379
- [12] G. Vacanti et al. 1991, Astrophys. J., 377, 567
- [13] M. Punch et al. 1992, Nature, 358, 497
- [14] J. Quinn et al. 1996, Astrophys. J. Lett., 456, L83
- [15] N. Kawai et al. 1997, submitted to Astrophys. J.

- [16] J. P. Finley et al. 1997, submitted to *Astrophys. J.*
- [17] F. A. Aharonian, A. M. Atoyan and T. Kifune 1997, *MNRAS*, 291, 162
- [18] O. C. De Jager and A. K. Harding 1992, *Astrophys. J.*, 396, 161; O. C. De Jager et al. 1996, *Astrophys. J.*, 457, 253
- [19] K. Koyama et al. 1995, *Nature*, 378, 255
- [20] J. H. Buckley et al. 1996, *Astrophys. J. Lett.*, 472, L9
- [21] F. Krennrich et al. 1997, *Astrophys. J.*, 481, 758
- [22] J. A. Zweerink et al. 1997, *Astrophys. J. Lett.*, 490, L141
- [23] T. Takahashi et al. 1996, *Astrophys. J.*, 470, L89
- [24] D. Petry et al. 1996, *Astron. Astrophys.*, 311, L13
- [25] S. M. Bradbury et al. 1997, *Astron. Astrophys.*, 320, L5
- [26] A. C. Breslin et al. 1997, *IAU Circ.* 6592, 1
- [27] M. Catanese et al. 1997, *Astrophys. J. Lett.*, 487, L143
- [28] F. A. Aharonian et al. 1997, *Astron. Astrophys.*, 327, L5
- [29] F. W. Stecker, O. C. De Jager and M. H. Salamon 1992, *Astrophys. J. Lett.*, 390, L49
- [30] S. Biller 1995, *Astroparticle Physics*, 3, 385
- [31] H. J. Völk, F. A. Aharonian and D. Breitschwerdt 1996, *Sp. Sci. Rev.*, 75, 279
- [32] F. A. Aharonian and A. M. Atoyan, *Astron. Astrophys.*, 309, 917
- [33] M. Böttcher and C. D. Dermer 1998, submitter for publication
- [34] VERITAS homepage <http://egret.sao.arizona.edu/vhegra/vhegra.html>
- [35] HESS homepage <http://eu6.mpi-hd.mpg.de/~wh/hess>
- [36] MAGIC homepage <http://hegra1.mppmu.mpg.de:8000/>
- [37] STACEE homepage <http://hep.uchicago.edu/~stacee/>
- [38] CELESTE homepage <http://borsu8.in2p3.fr/Astroparticule/celeste/e-celest.html>
- [39] G. Vacanti et al. 1991, *Astroparticle Physics*, 2, 1
- [40] P. Sommers and J. W. Elbert, *J. Phys. G: Nucl. Phys.*, 13, 553

Appendix

A 宇宙線研究の新しい発展への高エネルギーガンマ線の寄与 — (他の大型計画「最高エネルギー宇宙線の観測」などとの関連について)

宇宙線はビッグバン後の宇宙における最も高いエネルギー現象であり、宇宙の理解の深化につれて宇宙線研究の意義も変化、発展している。銀河系内宇宙線の起源は超新星残骸が有力な候補であり、その直接的な証拠がガンマ線観測から確立されるのは間近いと予想される。大小マゼラン星雲についての EGRET の観測結果は 1 GeV 領域までの宇宙線強度が銀河ごとに異なること、磁場との energy equi-partition が成り立っていることと矛盾しないらしいことを明らかにした。宇宙線の観測的研究をさらにおし進めて、高エネルギーガンマ線観測は、われわれの銀河を越えて銀河系外へと拡大する質的变化をもたらし、さらに初期宇宙に向けて研究対象を膨らませつつある。銀河系外の多様な「宇宙線源」の可能性に対応して、宇宙線の起源の研究内容も豊富になりつつある。超高エネルギーガンマ線観測を中心的観測手段とした多波長研究が今後の宇宙線研究に新たな活性と転機を与えつつある。

銀河系外宇宙線は 10^{19} eV 程度以上のエネルギー領域でのみ、地球での直接観測における系内成分を越える寄与をなすらしい。このため、系外宇宙線の研究は「最高エネルギー宇宙線」観測の主要な特徴となってきた。しかしながら、これとは異なる側面から相補的に、高エネルギーガンマ線観測は系外宇宙線について直接検出から得られ難い知見を与える。最高エネルギー宇宙線観測の結果に宿命的な「統計的な揺らぎ」で説明できる可能性から比較的に「解放された」議論を展開できる。

高エネルギーガンマ線観測の重要な特徴として、次のような諸点を上げることができる。図 7 に示されるように、(1) 荷電粒子観測よりもっと遠方の非熱的高エネルギー現象の検出を可能にする。ガンマ線の到達距離の制限は長波長の放射場との衝突による電子陽電子対生成相互作用によって与えられるが、そのことから逆に、(2) 背景放射場に内包されている情報を知ることができる。例えば、TeV ガンマ線の吸収長から銀河系外赤外線強度を推定し、銀河の活動度などを知る手がかりを与える。さらに、(3) (超) 高エネルギーガンマ線観測が対象とする GeV – TeV のガンマ線強度は、さらに高いエネルギーのガンマ線による電子の対生成から引き起こされる宇宙スケールのカスケード過程の影響を受けている。特に、 10^{20} eV 以上の陽子の 2.7 K 背景放射との相互作用で生成される超高エネルギーガンマ線は、速やかに (10 kpc ~ 1 Mpc の距離で特徴的づけられるカスケード過程により) そのエネルギーを細分化され、より低いエネルギーの多数のガンマ線に変換される。

一方、陽子の到達長が銀河系外においても 10 Mpc 程度以下であるらしいことは、銀河系外宇宙線陽子を観測する新たな可能性をガンマ線観測に与えている。超高エネルギー陽子のエネルギー損失率は陽子 - 陽子衝突によって決定される。(銀河系外の) 物質密度を 0.1 cm^{-3} 程度と仮定するとエネルギー損失の特徴的な時間、すなわち超高エネルギー陽子の寿命は $10^9 \sim 10^{10}$ 年程度である。銀河団程度の空間的スケールに閉じ込められ、宇宙の寿命に迫る長時間にわたって蓄積された宇宙線をガンマ線放射によって検出できる可能性を示唆している。

○ Topological Defects and Primordial 重い粒子の崩壊 : エキゾチックな過程

10^{20} eV を越えるエネルギー領域の宇宙線の加速機構が銀河系外の大規模空間スケールでの相対論的衝撃波加速で説明可能であるのか、あるいは Topological Defects のような Exotic Process を必要とするのか、その検証の feasibility が今後の宇宙線研究の発展を推進するための一つの且つ最も重視された「鍵」となっている。「単純明解な」検証手段として、まず、最高エネルギー宇宙線の直接的な検出があり、その重要性はいうまでもない。より間接的ではあるが、相補的な方法として高エネルギーガンマ線データも既にこれらの Exotic なモデルに制限を与えている。図 7 から予測されるカスケード過程により 10^{20} eV 程度以上の

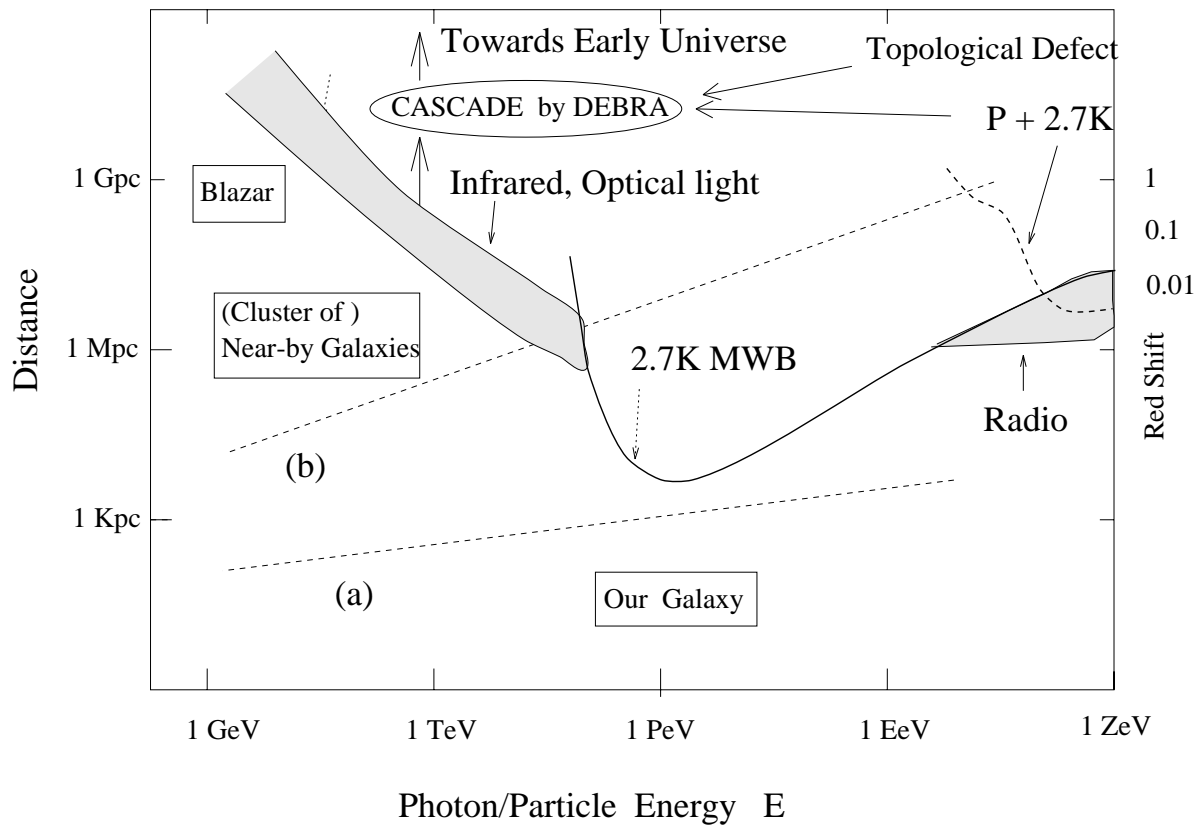


図 7: ガンマ線及び宇宙線の到達距離。実線はガンマ線が長波長の輻射場と衝突して電子陽電子対生成をする透過長を示し、点線は陽子が拡散で到達できる距離 $(cRT)^{1/2}$ (c は光速、 R は平均散乱長であるがラーモア半径で近似し、 T は時間) である。(a) は銀河系内の場合で磁場の強さを $3 \times 10^{-6} \text{G}$ 、 $T = 10^7 (E/1 \text{TeV})^{-0.7}$ 年とおいた。銀河系外の場合 (b) では、磁場の強さ $3 \times 10^{-9} \text{G}$ (銀河団内では $\sim 10^{-7} \text{G}$ であるらしい証拠が得られつつあり、 R は一桁小さくなる) で $T = 10^{10}$ 年を仮定している。

宇宙線やガンマ線の全エネルギーの相当な部分は GeV – TeV のエネルギー領域の大量のガンマ線に変換され、銀河系外からの広がった一様ガンマ線成分への寄与を与えるからである。

EGRET はこの成分の観測データを約 100 GeV のエネルギーまで押し上げ、巾 -2.1 で近似される硬いスペクトルでガンマ線光子の個数は $F(> 100 \text{ MeV}) = (1.45 \pm 0.05) \times 10^{-5} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ が得られている (Sreekumar, Stecker and Kappadath 1997)。このフラックスはエネルギー流量に換算すると $E^2 dF/dE = 1.3 \times 10^3 (E/1 \text{ GeV})^{-0.1} \text{ eV cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ となる。一方、AGASA によれば 10^{20} eV 領域の宇宙線については $E^2 dF/dE \simeq 10 \text{ eV cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ である。大ざっぱなエネルギー総量の評価だけからは、100 倍程度大きいゆるい上限値を 100 GeV までの一様ガンマ線は与えることになる (図 8 参照)。ただし、観測値の相当部分は未だ分解されない暗い AGN などの寄与によると考えられる。この差っぴきができるようになれば、最高エネルギー領域での結果への制限はさらに厳しくなる。

また、primordial particle/Topological defects の典型的なシナリオで仮定される $dF/dE \propto E^{-1.5}$ の硬いスペクトルに対して、エネルギー流量は上の値から $(E/10^{20} \text{ eV})^{0.5}$ の因子でエネルギーと共に増大し、 10^{20} eV より高いエネルギーの寄与を考慮するにつれてガンマ線データからの束縛条件が厳しくなる。

到達距離 R が陽子について (超) 高エネルギーガンマ線より小さいこともガンマ線データによる制限を厳しくする方向に働く。 $\geq 10^{20} \text{ eV}$ 以上の宇宙線の emissivity ϵ について空間的に一様で一定の値を仮定すると、 $F \propto \epsilon R$ となるからである。これらを考慮した計算に基づいてガンマ線強度の観測値は、最高エネルギー宇宙線の事象が陽子であるとき、重い質量 $\sim 10^{24} \text{ eV}$ の崩壊のシナリオを否定し、ガンマ線であるときは銀河間磁場に $\leq 10^{-11} \text{ G}$ の制限を与えるという議論がある (Coppi and Aharonian 1997)。

しかしながら、Greisen cut off が観測されていないことは、観測された最高エネルギー宇宙線強度が局所的な値であることを示唆している。われわれの銀河のハロー中の exotic particle の密度が高いと仮定することによって、ガンマ線強度の制限に抵触させないことが指摘されている (Berezinsky, Kachelriess and Vilenkin 1997)。このモデルが正しければ、すなわちもしわれわれの銀河のハローが局所的に強い $\geq 10^{20} \text{ eV}$ の宇宙線源であるとすれば、しかしながら、ガンマ線観測をむしろ奨励振興すべき興味ある可能性が生じる。即ち、他の銀河のハローからの宇宙線は地球には到達しないか、到達しても方向性は拡散伝播過程で薄められるが、ガンマ線のその方向からの強度の増大は対応する天体を同定できる。

EGRET で得られた 100 GeV までの銀河系外一様ガンマ線のスペクトルが TeV を越えてどこまでも伸び続けるとは非常に考えにくい。観測は容易ではないが、広がったガンマ線の検出は点源に劣らず次世代のチェレンコフ望遠鏡にとって非常に重要な挑戦的な観測課題である。検出感度の改良と共に、ガンマ線データは primordial particle/Topological defects のモデルにますます厳しい制限を与えるであろう。弱い点源の観測結果の進展によるその寄与の差っぴきの後に残る一様ガンマ線の微細構造から、エキゾチックな過程についての積極的な結論づけもやがて可能になると期待される。

○ 銀河系外宇宙線の強度：「標準的」な過程

標準的と考えられる加速機構によって銀河系外や他の銀河内の宇宙線を説明できる可能性について、ガンマ線観測からは他の方法では得られ難い成果が期待される。(超) 高エネルギー領域のガンマ線で最も明るい銀河系外天体は EGRET や地上観測のチェレンコフ望遠鏡で検出されたブレーザーである。しかし、宇宙線の起源に果たす役割の観点から考察すると、銀河系内の超新星残骸とパルサー/星雲を比較しこれらに例えたとき、ブレーザーは超新星残骸よりもパルサー/星雲に似ていると想像される。超新星残骸からの GeV – TeV ガンマ線探索と同様に、ブレーザーとは別の系外天体の探索が要請される。感度の改良と共に間もなくこれらの新しいタイプの銀河系外ガンマ線源も観測の俎上に上がるであろう。系外宇宙線強度の定量的評価が得られ、広い空間スケールでの衝撃波加速の様相が明らかになるものと予想される。

超新星爆発が 1 個/年の高頻度で起きる starburst 銀河 や銀河団からの非熱的放射が最近明らかになり始めた。Völk, Aharonian, Brettschwerdt (1996) によれば、Starburst 銀河 M82 と銀河団 Perseus Cluster からの TeV ガンマ線強度をそれぞれ、 $F(> E) = 2.6 \times 10^{-13} (E/1 \text{ TeV})^{-1.1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ 及び $(4.7 \sim 51.0) \times 10^{-13} (E/1 \text{ TeV})^{-1.1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ と推定している。エネルギー流量に換算すると $\geq \text{several} \times 10^{-13}$

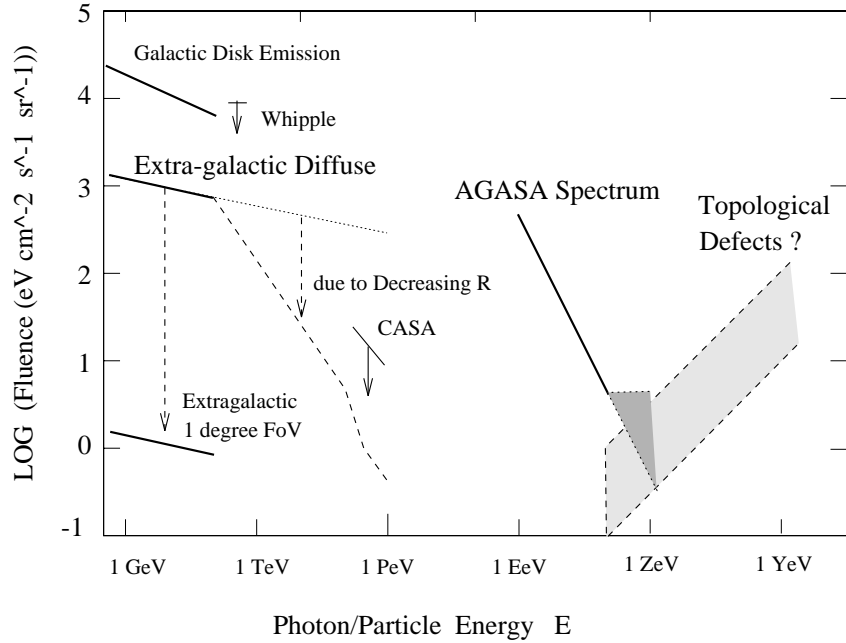


図 8: 10^{20} eV (= 0.1 ZeV) から 10^{24} eV (= 1 YeV) まで $dF/dE \propto E^{-1.5}$ のエネルギー依存性を持った Topological Defects のフラックスの絶対値を一桁変化させたとき (テレスコープアレイ提案書の図 5.2 に合わせて) の強度を点線で囲んだ薄い影の領域によって示した。(超) 高エネルギーガンマ線の銀河円盤からの強度と地上観測 (Whipple と CASA) による上限値をも示した。EGRET による 100 GeV までのガンマ線強度がそのままの形で伸び続けるとは考えられない。ガンマ線の吸収長がエネルギーとともに小さくなる (図 7) のに比例してスペクトルは急激に下がる筈である。最高エネルギー宇宙線の観測値が局所的なものであったとき、同等の強度の局所的な enhancement が 1° 半径に見える距離にあるとき (10^{-3} sr の立体角)、対応する領域の方向のみに観測を限ると、 10^{-3} 倍の Extragalactic diffuse ガンマ線強度が議論の対象となる。感度 $\sim 10^{-12}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ ~ 1 eV cm $^{-2}$ s $^{-1}$ で検証できる。

erg cm⁻² s⁻¹ である。感度 $\sim 0.1 \text{ eV cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \sim 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ が見込まれる CANGAROO III などの次世代チェレンコフ望遠鏡で検出できる。

表 1: 他の銀河、銀河団からの高エネルギーガンマ線強度

object	note	距離 (Mpc)	100 MeV		1 TeV
			上限値	予測値	予測値
Coma	銀河団	97	4	0.3 – 75 ^{*1}	
Perseus	銀河団	77		0.23	0.47
M82	スターバースト銀河	3.2	5 ^{*2}	0.13	0.26
M87	楕円銀河	2.1	4 ^{*2}	1.5	
M31	アンドロメダ	0.7	8 ^{*2}	2	
		(Mpc)	上限値	予測値	予測値の仮定
SMC	小マゼラン	0.07	5 ^{*3}	24	metagalactic CR
				12	quasi-equirilibrium
				2 – 3	disrupted state
LMC	大マゼラン	0.05	15±3 (観測値) ^{*4}	20 ± 4	dynamical balance

表のガンマ線強度の数字はエネルギー流量 (単位: eV cm⁻² s⁻¹)

^{*1} 電子成分からのガンマ線予測値で仮定する磁場の値によって値が変わる

^{*2} P. Sreekumar et al. 1994, *Astrophys. J.* 426, 105

^{*3} P. Sreekumar et al. 1993, *Phys. Rev. Lett.* 70, 127

^{*4} P. Sreekumar et al. 1992, *Astrophys. J.* 400, L67

これらの天体について電波、X線、ガンマ線観測の多波長解析が進展しつつある。例えばシンクロトロン電波と逆コンプトン効果による放射の硬X線 - 軟ガンマ線の強度の比較から、銀河団空間での 1 – 100 GeV の電子のエネルギー密度 $\leq \sim \text{few} \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-3}$ 、磁場の強さ $B \geq \sim 0.1 \mu\text{G}$ などと非熱的過程についての定量的な議論がなされ始めた (Rephaeli and Dermer 1997)。EGRET によるガンマ線データでは肯定的な検出がなされていないが、銀河団内の磁場の強さに同程度の制限を与え始めた。表にまとめたいくつかの例は EGRET の上限値が予測値よりわずかに高い。次期の GeV 観測 GLAST や今後数年以内のチェレンコフ望遠鏡の超高エネルギーガンマ線観測の早期実現が切望される。系外宇宙線の陽子成分の情報も期待される。

超新星残骸の $\sim 1 \text{ pc}$ に比べ $\sim 10^6$ 倍、 $\sim 1 \text{ Mpc}$ の銀河団の広い空間スケールに比例した高いエネルギーまでの衝撃波加速が予想される。最高エネルギー宇宙線に迫る領域まで、「標準的と考えられる加速機構」による寄与の割合を推定し観測値と比較することができる。

○ ブラックホールや中性子星近傍での粒子加速：極限状態での物理現象

一桁以上の感度の改良が全く新しいタイプの天体の発見につながり、分野の質的飛躍をもたらすことはこれまでの歴史が示している。そのような可能性の一つとして、ブラックホール近傍や中性子星や近傍からの高エネルギーガンマ線放射がある。この研究課題で超高エネルギーガンマ線が他の波長観測に比べどの程度本質的な役割を果たせるかは未だ不確かであるが、地上の実験室では得られない極限状態での物理現象の観測を推進する意義は高い。

これまで知られてきた Cyg X-1 などのブラックホール候補天体に加えて、Microquasar と呼ばれる高速ジェットを伴った (銀河系内) ブラックホール天体が 4 個発見され、われわれの銀河中心にあるらしいブラックホール - Sgr A* など、X線 - 軟ガンマ線の観測事実からブラックホールの horizon 近くの降着円盤や

ジェットの機構の研究が進展しつつある。システムの角運動量がジェット形成機構に関係している筈であり、ブラックホールのスピンなど質的に新しい情報が観測可能になりつつある。衝撃波加速に加えて、角運動エネルギーが誘導電場の生成に変換されて粒子加速の原因となっている可能性がある。検出された非熱的放射は未だ数 100 keV 程度以下にとどまっているが、解放された重力エネルギーをまず最初に担っている筈の核子成分からの高エネルギーガンマ線を追い求めることが必要である。

予備的な、今後の検証が必要な観測結果であるが、microquasar GRS1915+105 からの TeV 信号 (HEGRA) や Sgr A* からの 2.5σ の excess (Whipple) などがある。これらのブラックホール候補天体からの放射の際立った特徴は、大質量ブラックホールをエネルギー源とするレーザーと同様に、コンパクトな放出領域に必然的なその激しい時間変動にある。銀河系内ブラックホールの観測は、より高い空間分解能が得られるからジェット形成機構の解明に重要な役割を持っている。

時間変動をする、X 線連星からの超高エネルギーガンマ線の観測結果は 1980 年代に屈折した道をたどり、未だ決着がついていない。しかし、Cen X-3 からの GeV 信号 (Vestrand, Sreekumar and Mori 1997) など時間変動する高エネルギー非熱的放射に研究進展の新しい兆しを見ることができる。未同定 EGRET ガンマ線源の中には激しい時間変動をするものがあることが最近判り始め、ブラックホールなどコンパクトな天体との関係の探求が興味深い。X 線連星からの時間変動する超高エネルギーガンマ線が事実であるとして、降着円盤で加速された陽子と伴星大気との衝突による π 中間子生成がもっともらしい解釈とされてきた。超新星残骸での衝撃波加速とは異なる「宇宙線の起源」を意味することとなる。現在の CANGAROO 望遠鏡を使用して、未同定 EGRET 源や Sgr A* などの観測は既に進行中であり、X 線連星の観測も予定している。しかし、短い観測時間で有意な信号を可能にすることが時間変動する天体については特に望ましい。検出感度に優れた大型望遠鏡システムの建設が必要である。短い時間変動の信号検出は、ここでは立ち入らないが、ガンマ線バーストやミニブラックホール蒸発の現象などとも関係している。

次世代チェレンコフ望遠鏡 CANGAROO III による sub 100 GeV 領域の観測で約 100 個のガンマ線源が予想される。その系統的な研究は、宇宙の非熱的高エネルギー現象の探求にバラエティに富んだ、宇宙線研究の新しい展望を開発するものと考えられる。

Berezinsky, V., Kachelriess, M., and Vilenkin, A., Phys. Rev. Lett. 79, 4302 (1997).

Coppi, P.S., and Aharonian, F.A., Ap J. Lett. 487, L9 (1997).

Rephaeli, Y. and Dermer, C.D., Proceedings of 4th Compton Symposium, 1, 271 (1997).

Sreekumar, P., Stecker, F.W., and Kappadath, S.C., Proceedings of 4th Compton Symposium, 1, 344 (1997).

Vestrand, W.T., Sreekumar, P., and Mori, M., Ap. J. Lett. 483, L49 (1997).

Völk, H.J., Aharonian, F.A., and Brettschwerdt, D., Space Science Review 75, 279 (1996)

B ステレオ観測

2 台以上の鏡を用いたステレオ観測により、シャワー軸と検出器の衝突パラメータを推定し、シャワー事象の発生高度を求めることによって個々の事象のエネルギー決定精度を向上することができる。予備的なシミュレーションの結果によれば、100 GeV の垂直入射ガンマ線シャワーのエネルギー分解能は 1 枚鏡の場合 30% くらいであるが、2 枚でステレオ観測してシャワー発生高度を補正すれば 25% 以下になる。

また、ガンマ線のチェレンコフ光像は入射方向に伸びた楕円になるが、この楕円の軸を延長して交わる点を求めることにより、到来方向を精度良く決めることが可能になる。このことは、点源 (あるいはカメラの視野に比べて十分広がり小さいような源) から到来するガンマ線を識別し、等方的に到来する宇宙線事象を排除するうえでも有効なのは言うまでもない。

CANGAROO IIIでは、4台の鏡を2台ずつ50m程度離して設置した組として、東西方向に150ないし200mの間隔を置いて配置する(図1)。事象は各組それぞれ2台ずつの同時トリガーで取り込む。約50mという間隔は、局所的なミュオン事象をなるべく排除して、シャワーによる事象(光は半径百数十m程度の広がりを持つ)を効率良く取り込むためであり、150ないし200mという間隔は2組の鏡で共通に検出されるシャワー事象をなくし、検出有効面積を最大限に活用することを想定して設定したが、最終的には詳細なモンテカルロシミュレーションによって決定されるべきである。予備的なシミュレーションの結果によれば、ステレオ観測に用いる鏡の台数を3台以上に増やしてもエネルギー分解能は大きくは改善されないため、2組の独立なペアとして、有効面積を2倍とし、またガンマ線の時間変動などを調べるときの系統的な誤差を減らすために使うことを考えている。

C 宇宙線ミュオンの除去

宇宙線ミュオンが望遠鏡近くを通過すると、リング状のチェレンコフ光が放出されるが、その光量は100 GeV近傍のガンマ線シャワーの場合と同程度である。したがって、このエネルギー領域のガンマ線の観測においてもっとも厳しい雑音となってくることが予想される。しかも、カメラの視野が限られている場合、離れているところを通過するミュオンからのリングはごく一部だけが観測され、その像はガンマ線の場合と似たものとなることが多く、イメージ解析でも容易に識別ができない。

このようなミュオン事象の除去法として、ステレオ観測で事象のトリガーをかける方法がしばしば提案されている。ミュオンは地上近くでチェレンコフ光を放出するため、光の広がりがシャワー事象に比べ小さく、間隔をあけた2台の望遠鏡を両方ともトリガーする確率は小さくなるだろう、という考えである。しかし、この方法によっては除去されずに残るミュオン事象が1/10程度あり、十分ではない。

そこで、チェレンコフ光の到達時間情報を用いてミュオンを識別する方法を検討している。チェレンコフ光の放出角度は空気の密度の関数であり、したがって高度の関数である。ミュオンリングの一部が像をつくる場合には、鏡に入る光の角度は狭い範囲のみであり、すなわちある特定の高度で放出された光だけが関係することになる。したがって、一つ一つの光の経路長はほぼ同じとなり、放物面鏡で集光する限り、カメラ面での到着時間は揃うはずである。これに対しシャワー事象の場合は発達・減衰が起こり、個々のシャワー粒子は角度分布を持っているため、様々な高度で放出された光が混じり、カメラへの到着時間は広がってくる。シミュレーションによれば、ミュオンの場合は到着時間の幅は1 ns以下であるのに対し、ガンマ線の場合は3~4 nsに広がっている。これを利用して到着時間幅が狭い事象を落とすことにすれば、ガンマ線事象も1/3程度に落ちてしまうが、ミュオン事象は1/100以下に減らせることになり、信号雑音比は大きく向上し、観測が可能になると考えられる。

この時間情報を使う方法は放物面鏡を反射鏡として用いることを前提にしている。世界中で稼働中、あるいは建設予定の大口径チェレンコフ望遠鏡の多くは、多数の小型球面鏡を球面に並べて構成するいわゆるDavies-Cottonデザインを採用しており、結像性能は良いが時間情報は失われてしまう(10m口径の場合中央と端で最大6 ns)ため、このような方法を使うことは不可能である。逆に言うと、時間情報による方法はCANGAROOの放物面反射鏡の特徴を最大限に生かせる方法であるといえる。

参考文献 速水祥和、修士論文、東京工業大学(1997)