X線連星からの
超高エネルギーγ線の探索

東京大学大学院理学系研究科
物理学専攻修士2年
佐藤 貴弘
No.76086

1999 年 4 月 5 日

目 次

第 1 章　超高エネルギーγ線天文学　9

第 2 章　X 線連星　11

2.1　X 線連星の構造 11

2.2　X 線連星からの VHEγ線の観測 12

2.2.1　Cyg X-3 と Her X-1 12

2.2.2　Vela X-1 と Cen X-3 について 16

2.3　γ線の放射機構 18

2.3.1　天体物理的状況でのγ線の発生 18

2.3.2　単独のパルサーの場合 19

2.3.3　連星パルサーの場合 20

2.4　本研究の目的 21

第 3 章　大気チェレンコフ光による γ線観測　23

3.1　大気中での電磁カスケードシャワー 23

3.2　大気チェレンコフ光の発生機構 24

3.3　イメージング法 27

第 4 章　CANGAROO 実験　31

4.1　CANGAROO 実験の概要 31

4.2　3.8m 望遠鏡とイメージングカメラ 31

4.3　電子回路とトリガーシステム 33

第 5 章　データ解析　41

5.1　観測 41

5.2　解析 41

5.2.1　ADC と TDC の補正 41

5.2.2　ノイズ除去とイメージの修正 42

5.2.3　ハドロンのカット 44

5.3　解析結果 45

5.4　フラックスの評価 50

5.4.1　積分フラックス 50

5.4.2　積分フラックス上限値 50

第 6 章　考察と結論 **53**

図 目 次

2.1 X 線源の分布 12
2.2 X 線連星の構造 13
2.3 Cyg X-3 のスペクトル 15
2.4 Vela X-1 のスペクトル 17
2.5 Cen X-3 のスペクトル 18
2.6 Crab のスペクトル 20

3.1 核カスケードの発達のようす 25
3.2 空気シャワーの発達の様子 26
3.3 チェレンコフ光の光量の地上での分布 28
3.4 イメージパラメータの定義 28
3.5 シミュレーションによるイメージパラメータ分布 29

4.1 観測地 Woomera の場所 32
4.2 3.8m CANGAROO 望遠鏡 34
4.3 イメージングカメラ 35
4.4 分光曲線 36
4.5 高電圧ボックス 37
4.6 CCM 38
4.7 トリガーロジック 39

5.1 重心分布 43
5.2 イベントレイト 44
5.3 Edge cut 45
5.4 Vela X-1 のカットごとの Alpha の遂移 46
5.5 Vela X-1 の Alpha の Excess 47
5.6 Cen X-3 のカットごとの Alpha の遂移 48
5.7 Cen X-3 の Alpha の Excess 49

表 目 次

1.1 γ線のエネルギー 9

2.1 連星系のデータ 16

5.1 観測結果 41
5.2 解析のために選択したイベント 43

第1章　超高エネルギーγ線天文学

宇宙空間から地球へ入射する電磁波 (光子) は、それが地上に到達する前に必ず地球大気と相互作用をする。可視光線以下のエネルギー帯 (赤外、電波) に対する大気の透過性は非常に良く、我々はそれを地上で検出することが可能である。しかし X 線 (100 eV$\sim$ 数百 keV) より高いエネルギーの放射線は物質を構成する原子と直接相互作用をするために、その物質の透過性は観測者との間に存在する原子 (または原子核) の総数によって決まってしまう。宇宙からの放射線は上空から地上に至るまでの間に大量の原子核と相互作用することになるから、大気はきわめて不透明な物質となり、地上まで放射線が直接とどくことはない。このため高エネルギーの放射線を観測するには、宇宙空間に出て直接観測をするか、あるいは大気との相互作用によって発生するカスケードシャワーを利用する必要がある。

γ線とは X 線よりも高いエネルギーの放射線のことであるが、そのエネルギー帯域は極めて広範で各エネルギー領域ごとに名前がつけられている。表 1.1 にその定義と現在行われている代表的な観測方法をまとめておく。

エネルギー領域	名称	観測方法
0.51$\sim$10 MeV	**Low (LE)**	衛星
10$\sim$30 MeV	**Medium (ME)**	衛星
30 MeV$\sim$10 GeV	**High (HE)**	衛星
10 GeV$\sim$100 TeV	**Very High (VHE)**	大気 **Cerenkov** 望遠鏡
100 TeV$\sim$100 PeV	**Ultra High (UHE)**	空気シャワーアレイ
100 PeV$\sim$100 EeV	**Extremely high (EHE)**	空気シャワーアレイ

表 1.1: γ線のエネルギー領域 [25]

本研究で議論することになる超高エネルギーγ線とは、VHE(Very High Energy) γ線のことであり、その典型的なエネルギーは 1 TeV (10^{12} eV) である。

宇宙からの超高エネルギーγ線 (以降 VHEγ線) の観測は、1960 年代から始まった [3]。VHE 以上のγ線は空気シャワーを発生させるので、そこでの電子、陽電子から発生する大気 Cherenkov 光を利用することにより地上でそれを観測することができる。しかしこれには大きな問題点があった。それは宇宙線中の高エネルギー原子核成分も空気シャワー起こし、同様に Cherenkov 光の放射をすることで、しかもこれがγ線のそれよりも圧倒的にフラックス

が大きいために強力なバックグラウンドとなり、その Cherenkov 光がγ線によるものなのかどうかを区別するのが極めて困難であったことである。これにより信号検出の統計精度が悪く、「天文学」と名を冠するほどのものではなかった。

しかし近年になって大きな進歩があった。一つは 1991 年に打ち上げられた CGRO 衛星 (Compton Gamma-Ray Observatory) の EGRET 検出器が、130 個以上の天体からの HEγ線を検出したことである [4]。これにより、そのスペクトルが VHE の領域まで延びている天体が多く存在することが示唆された。もう一つは、新しいγ線の観測方法とデータ解析法の開発による。すなわちイメージング法の確立である。詳しくは第 3 章で説明するが、これにより宇宙線によるバックグラウンドの、高い S/N 比での除去を実現した。その最初の成功は Whipple の Crab パルサー/星雲からの TeVγ線観測で、1989 年に高い統計精度での信号検出が報告された。また銀河系外の Mrk421、Mrk501 など活動銀河核 (AGN) からの TeVγ線も検出されている。

南天では 1992 年から日本とオーストラリアの共同研究である CANGAROO グループによって PSR1706-44、Crab パルサー/星雲、Vela パルサー、SN1006 からのイメージング法を用いた TeVγ線の観測がなされた [4]。なかでも超新星残骸 SN1006 は、日本の「あすか」衛星による非熱的 X 線放射の発見とあわせて超高エネルギーまで粒子が加速されている証拠を示しており、宇宙線の起源に迫る発見と評価されている。

現在は同グループによる CANGAROO-2 望遠鏡の建造が進んでおり、1999 年から稼動する予定である。これによれば、現在空白になっている 30GeV～数百 GeV の領域の観測が可能になり、さらに多くの天体による高エネルギー現象の発見が期待される。

第2章　X線連星

2.1　X線連星の構造

X線天文学は、1962年に打ち上げられたAerobeeロケットのScorpius X-1から放射される大量のX線の発見から始まった[6]。それから近年に至るまで衛星による観測技術の進展により、数多くの天体の高エネルギー現象を捉えている。X線を放射している天体は多岐にわたり、銀河系内のコンパクト天体から活動銀河核(AGN)などの銀河系外の天体にまで至る。

X線星とは、X線を多量に放射しているコンパクト星のことをいう。これらは銀河面上や球状星団等に多く発見されていることからも、銀河系内の天体であることが分かる(図2.1参照)。大半のX線星は連星系を成しており、それは軌道周期に対応するX線の周波数変調(modulation)から分かる。その中でも軌道周期のほかに、X線の速いパルスをも示す天体をX線連星パルサーという。

X線連星は、縮退した星(Fermionの縮退圧で支えられている星)と通常の伴星によって構成されている。縮退した星はたいてい中性子星であるが、それには伴星からの質量降着(accretion)があり、降着円盤(accretion disk)が形成されている。この円盤のKepler運動に伴う円盤内部の摩擦熱によって降着物質が高温となり、X線の熱的放射が生じる。これがX線の定常放射の成分となるのである[13](図2.2参照)。質量降着を伴う星の絶対光度には、Eddington限界光度の制限があるので、上で述べたような構造では放射可能なX線星の絶対光度には上限がある[15]。

X線連星は伴星の質量によって以下のように大きく2つのタイプに分類されており、それぞれ物理的に異なった現象を示す。[5]

大質量X線連星系(HMXBs)
伴星は質量が$5 \sim 25 M_{\odot}$程度の若い星($< 10^7 yr$)であり、OやBなどのスペクトル型を持つ高温の大質量星である。中性子星の磁場の強さは$10^{11} \sim 10^{12} gauss$と強く、この磁場に沿って降着物質が中性子星の極に集められることにより、中性子星の回転に伴うパルスを放射していると考えられる。またこの強い磁場のためにAlfven半径(中性子星の中心からラム圧力と磁気圧がつりあう点までの距離)は大きくなり、降着物質は中性子性から離れたところで塞き止められてしまう。よってそのパルサー周期は速くても0.5sec程度である。典型的な例としてSco X-1、Cen X-3などがあげられる。

小質量 X 線連星系 (LMXBs)
伴星の質量は、$1M_{\odot}$以下の小さい星である。このような星は進化の終わりに近づいた、白色矮星や中性子星になる一歩手前の段階にある星 (年齢は $5 \times 10^9 \sim 1.5 \times 10^{10} yr$) である。よって、その連星系の年齢は大変古く、球状星団中に多く見られる。様々な状況証拠から、一般的にその磁場は弱いとされており、これによって周期が数 ms にもなるような高速の回転を実現することができると考えられている。

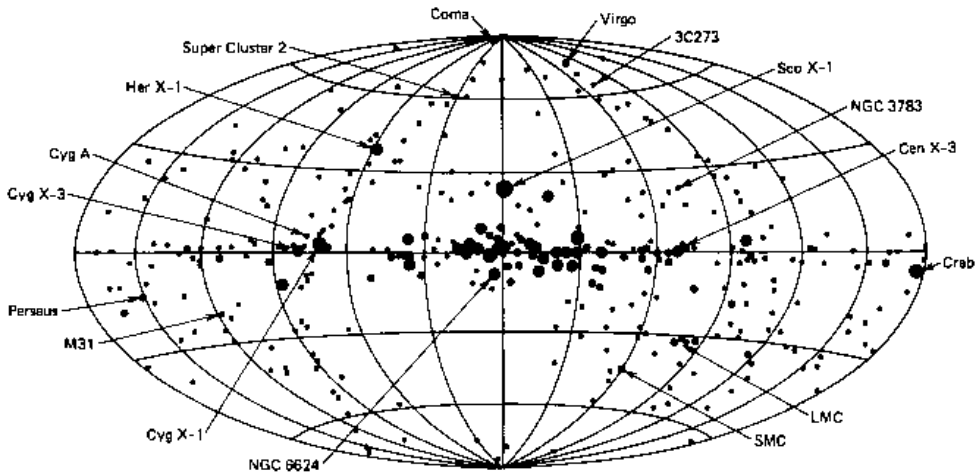


図 2.1: X 線源の分布 [6]。銀河面上に多く観測されていることが分かる。

2.2 X 線連星からの VHEγ線の観測

X 線連星系からの VHEγ線放射は、Cyg X-3 から初めて検出された後 Her X-1 でも観測された。この 2 つの天体は数十年にわたって観測されてきており、また最もよく調べられている X 線連星でもある。

2.2.1 Cyg X-3 と Her X-1

Cyg X-3 は 1966 年のロケットの打ち上げによって、最初に X 線源として発見された。発見当初はあまり注目されてはいなかったが、1972 年の電波バーストの発見を契機に数多くの関心が寄せられるようになり、現在までにすべてのエネルギー領域で観測されいる、非常によく研究されてきた X 線連星系である。[8]

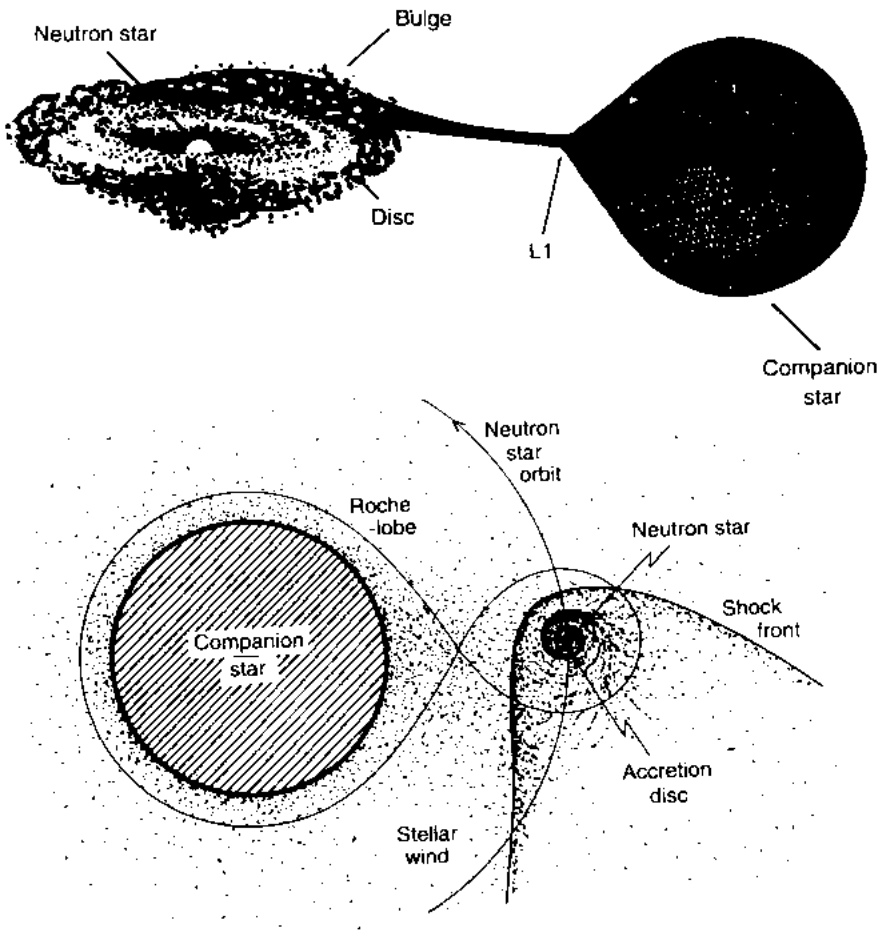


図 2.2: X 線連星の構造 [5]。上が LMXB、下が HMXB の概念図。HMXB では伴星からの恒星風の影響により、降着円盤は LMXB のものとくらべて小さなものとなる。

距離が∼8.5kpc と遠くにあることによりその伴星は光学では捕捉されていないが、X 線放射の 4.8 時間の周期は非常に安定していることや、これが低質量 X 線連星系 (LMXB) の典型的な連星周期であることなどから、この天体が連星を成していることは確実であるとされている。中性子星の回転に対応するような秒単位の速い周期は、電波や X 線では観測されていない。

硬 X 線まで見る限りは、Cyg X-3 は他の LMXB のもつ性質とはさほど変わりはない。しかし大きく異なるのは、通常の X 線連星からの X 線のスペクトルは数十 keV 付近での cut off があるのに対し、そのスペクトルが MeV,GeV をこえて VHE,UHE の領域に至るまで延びて観測されていることである (図 2.3 参照)。(VHE では 12.6ms のパルス周期があるとも報告されている。しかしこの VHE のパルス周期の再検証には今のところ失敗しているので、確立したものであるとは言い難い。)

最初の VHEγ線観測は、1973 年ロシアの Crimen グループによる大気 Cerenkov 実験 (エネルギー閥値∼2TeV) によってなされた [8]。その後 70 年代から 80 年代の終わりにかけておよそ 10 件の VHE 検出が報告されている。UHE の観測で最も注目されたのは、1983 年 Kiel 大学の空気シャワーアレイによる 1000TeV の観測である。しかしながら、これらの観測結果は統計精度の上で強い説得力があるとはいえず、十分信頼できる結果であったと言うことはできない。1990 年以降、Whipple のイメージング法を用いた Cerenkov 望遠鏡などを始めとする近年の観測により、1980 年代に観測されたフラックスの 1/100 程度の上限値が報告されている [12]。

Her X-1 は X 線源として 1972 年に Uhuru 衛星によって発見された。この天体はパルサー周期 1.24sec、連星周期 1.7day の近接 LMXB である。伴星は光学で観測されており、そのスペクトル型から $M \sim 2.2M_{\odot}$ であること、また軌道運動による遮蔽の様子から軌道面と視線方向の角度も決定されていて、これより中性子星の質量が∼ $1.3M_{\odot}$であることも知られている。距離は ∼5kpc である。このように Her X-1 は種々のデータがそろっている天体である。X 線と同様、可視光線でも 1.7day の周期が観測されているが電波領域での放射は検出されておらず、したがって Cyg X-3 のような電波源ではない。また、100MeV のγ線でも検出されていない。

最初の VHEγ線の観測は、1983 年に Durham のグループによってなされた。この観測によると速いパルスの検出も報告されており、位相は X 線とはずれているが、その light curve は X 線のそれと同様で幅の広いものであったとされている。同グループによって 1984 年にも再び観測されいるが、この時はパルスは検出されなかった。さらに 1984 年から 1986 年にかけては、Whipple(> 0.6TeV) 等によって観測されている。UHE では 1983 年に Fly's Eye (> 500TeV) がγ線検出を報告している。

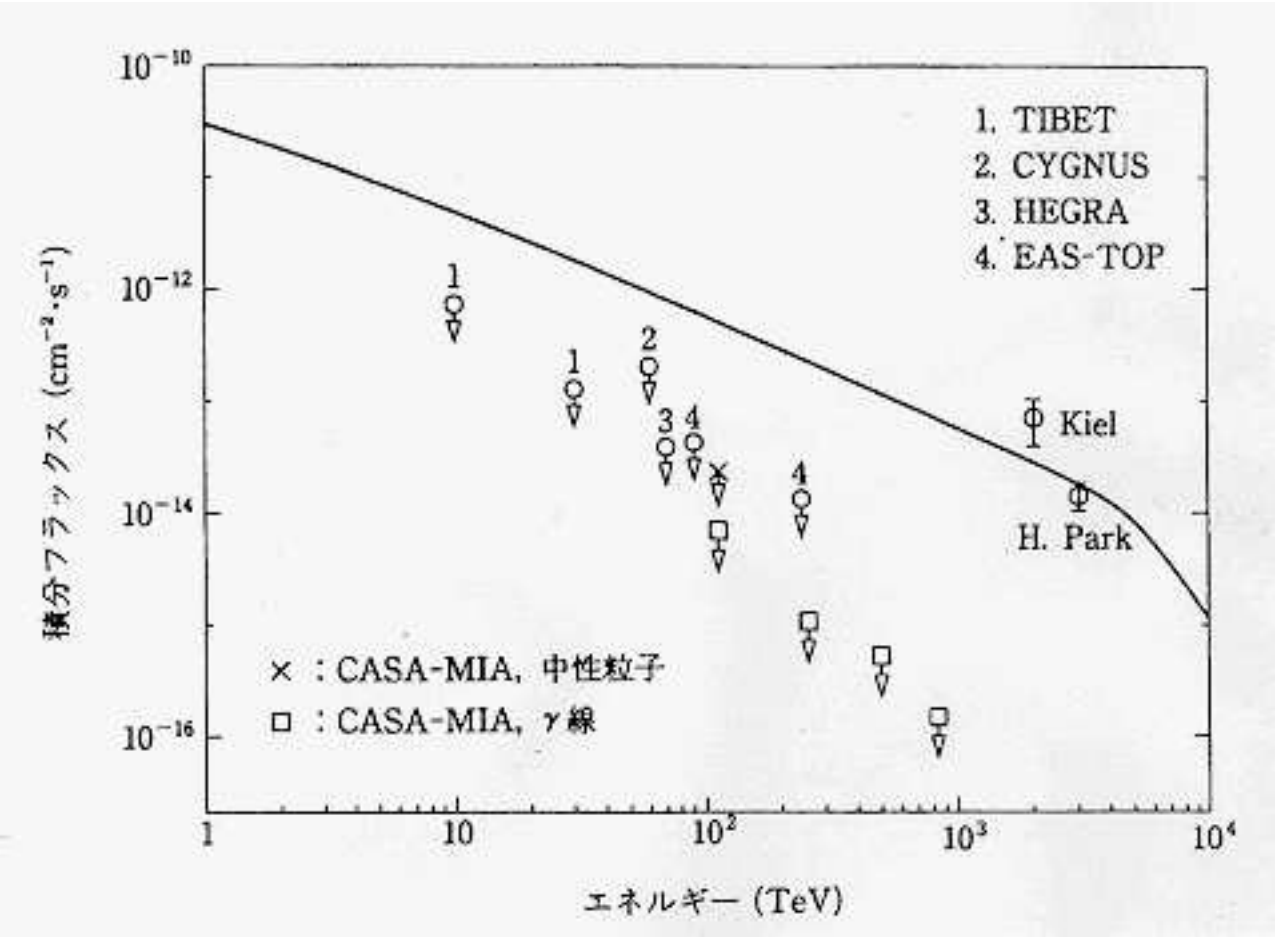


図 2.3: Cyg X-3 のスペクトル [12]。実線は Hillas のモデル計算。

2.2.2 Vela X-1 と Cen X-3 について

CANGAROO では 1998 年の 2 月から 3 月にかけて、X 線連星 Vela X-1 と Cen X-3 を観測した。これらは上述の Cyg X-3 や Her X-1 などとは違い、南天に位置する天体である。その主な天文学的な量を表 2.1 にまとめておく。これら 2 つの X 線連星は、共に HMXBs に属する。

	Vela X-1	**Cen X-3**
位置 (銀経、銀緯)	$l = 263°.06,\ b = 3°.931$	$l = 292°.09,\ b = 0°.3404$
距離 (kpc)	**1.9**	**1.0**
伴星	**B 型超巨星**	**O 型超巨星**
伴星質量 ($M_\odot$)	**24**	**20**
軌道周期 (day)	**8.96**	**2.09**
パルサー周期 (s)	**282.9**	**4.84**

表 2.1: 連星系のデータ

Vela X-1 は衛星 Uhuru によって X 線で発見された。比較的太陽系に近い X 線連星であり、X 線でもよく研究されている。多くの X 線連星と同様に、その X 線スペクトルは熱的放射を示している。パルス周期は数日から数ヶ月の時間スケールで変動し、その光曲線 (light curve) や振幅も変化する。100 MeV のγ線では検出されていない [7]。

VHE 観測に先立って、最初の UHEγ線が南オーストラリアの Adelaide 大学の Buckland Prak アレイによって検出された。$F(>3PeV) = (1.0 \pm 0.3) \times 10^{-14}/cm^2/s$ のフラックスを得ている。その後 1986 年になって、Potchefstroom 大学のグループによって VHEγ線の観測が行われた。この大気 Cherenkov 望遠鏡のアレイを用いた実験によると、軌道周期に対応する変動は検出されず、$F(>1TeV) = (2.2 \pm 1.4) \times 10^{-11}/cm^2/s$ のフラックスが報告されている。(図 2.4 参照。)

1990 年以降の VHE 観測は Durham と Potchefstroom のグループによってなされてきた。Durham のエネルギー閾値は 300GeV で、フラックスは $7.4 \times 10^{-11}/cm^2/s$、また Potchefstroom では 1.2 $\sim$ 1.9TeV 以上で $4.7 \times 10^{-11}/cm^2/s$ の結果をそれぞれ報告している。いずれも軌道周期に対応する変動は見られておらず、非パルスの VHEγ線放射であるということになる。

Cen X-3 は Her X-1 との類似点が多い HMXB である。TeV 領域では 1989 年から Duhram により観測が行われていたが、近年では HE および VHEγ線は、EGRET とイメージング法を採用した Durham の Mark6 大気チェレンコフ望遠鏡によって観測されている。現在発見されているだけでも 100 個以上ある X 線連星の中で、この天体は EGRET が検出した唯一の X 線連星である。EGRET が観測したバースト (outburst) は 100MeV で、パルサーと同

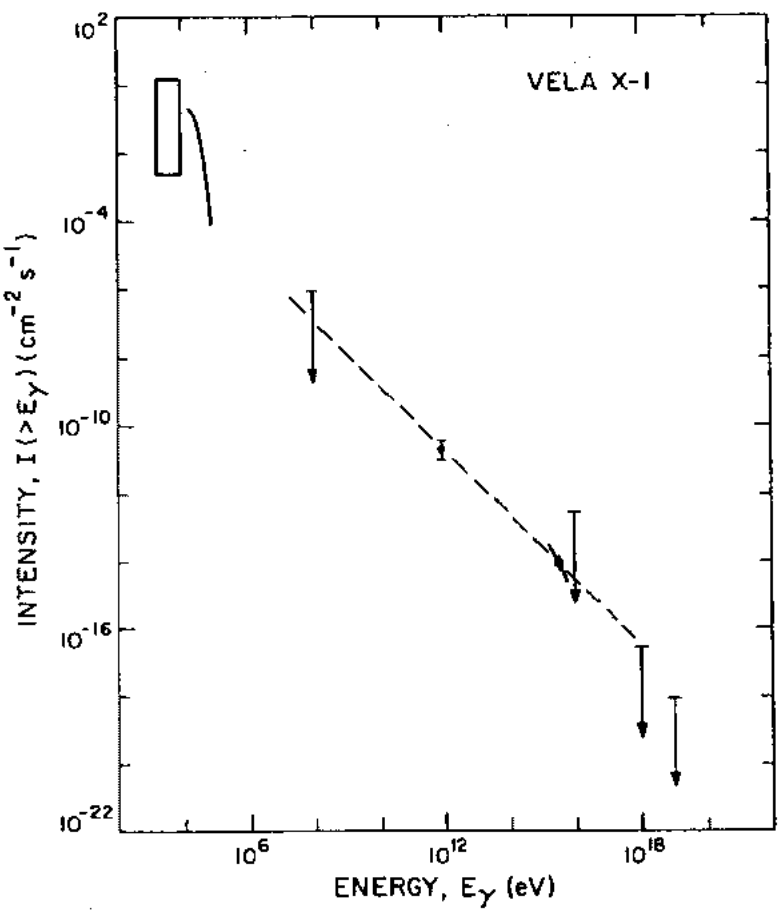


図 2.4: Vela X-1 のスペクトル [7]。点線は指数$\gamma = 1$ を表している。

周期のパルスを示しておりその平均光度 (average luminosity) は D∼1kpc として、$\sim 5 \times 10^{36} erg/s$ である。これは大きく変動する降着光度 (accretion luminosity) $4 \times 10^{37} \sim 1.2 \times 10^{38} erg/s$ の一部であろうと考えられている。[20] 一方、Durham Mark6 のエネルギー閾値は 400 GeV で、フラックス $2.0 \times 10^{-11}/cm^2/s$ の非パルス成分の検出が報告されている。(図 2.5 参照)

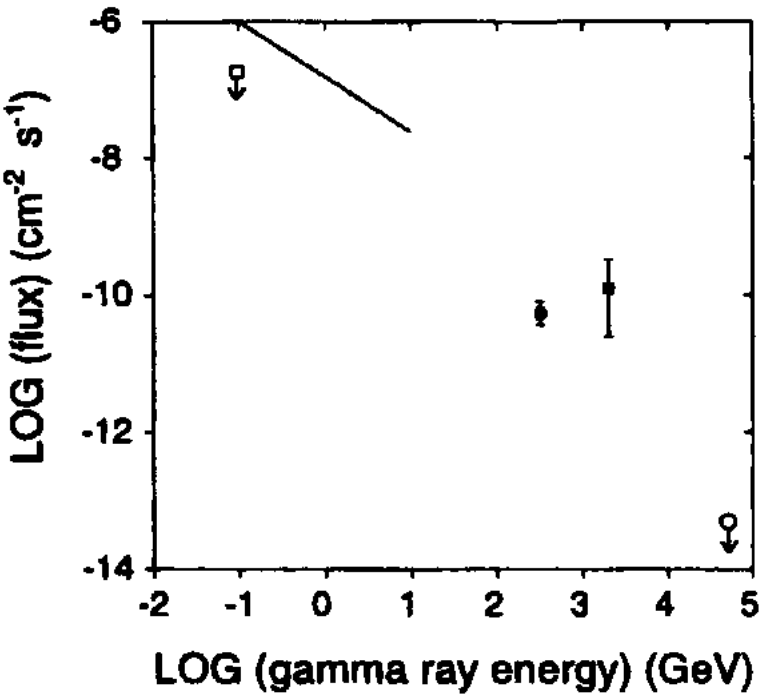


図 2.5: Cen X-3 のスペクトル [20]。エネルギーの一番低いのが EGRET による上限値、TeV 付近が Durham の結果そして高エネルギー側が Yoshii et al による上限値 [21]。

2.3 γ線の放射機構

2.3.1 天体物理的状況でのγ線の発生

高エネルギー天体から観測されるエネルギースペクトルの研究や様々な天体の理論的な考察から、VHEγ線の発生には以下の物理的な素過程が重要である [13, 16, 17, 25]。

シンクロトロン放射

高エネルギーの荷電粒子が、空間に分布する磁場と相互作用することにより加速運動をして、電磁波を放射する現象。もし磁場内の荷電粒子の分布が、各々の荷電粒子のエネルギー E に対してその数密度 N が、$N(E) \sim E^{-\alpha}$の分布をしているとき、その系から放射されるスペクトルは $J(E) \sim E^{-(\alpha-1)/2}$ の分布を示す。

制動放射
電子がプラズマ内に分布する状況で、電子がプラズマの原子核に散乱されることにより加速度運動をして、電磁波を放射する現象。これによる放射線は、$J(E) \sim E^{-1}$のスペクトルを示す。

逆 **Compton** 散乱
高エネルギーの電子が空間に分布する低エネルギーの光子の中へ入射する時に、Compton 散乱の過程を通して光子が電子のエネルギーを得て、高エネルギーまで跳ね上げられる現象。$(e^-\gamma \to e^-\gamma)$

π°粒子の崩壊
高エネルギーのハドロンが物質 (原子核) に入射するとそれに伴いπ°粒子が生成され、それが$\pi^\circ \to 2\gamma$ の崩壊をすることにより光子を放射する現象。

これらはすべて熱平衡状態からかけ離れた、素粒子反応が支配的な非熱的放射機構である。これらの素過程、あるいは別の素過程が、どのようなマクロな機構 (例えば荷電粒子の加速機構など) を通して発生しているのかを解明するのが基本的な課題であり、それによってその天体が高エネルギー領域でどのような様相を呈しているのかが分かる。また、天体のより完全なエネルギー収支の評価を可能にする。

次に連星系でのγ線の放射機構を議論するために、まず単独のパルサーでの放射機構を見てみることにする。

2.3.2 単独のパルサーの場合

パルサーとは、電波や X 線の周期的なパルスを伴う星のことで、その中心天体は超新星爆発によって生成された中性子星である。超新星爆発が、連星系を成さない単独の星で起こるか、あるいは伴星がその爆発で吹き飛ばされて十分関係が切れるほどに離れたならば、単独の孤立したパルサーができることになる。

放射のエネルギー源は、$\sim 10^{12} gauss$ の磁場を持つ中性子星の回転エネルギーである。これによる磁気双極放射とパルサー風の放出で外部にエネルギーをもたらし、中性子星の回転は減速 (spin down) していく。例として Crab パルサーをとると、γ線のパルス成分はパルサーに近い磁気圏内かあるいは光円柱 (light sylinder) 付近にその源があると考えられるが、非パルス VHEγ線

の放射は、中性子星の周りにある星雲 (filled-center nebula すなわち plerion) でパルサー風の電子が Fermi 加速を受けることによりシンクロトロン放射をして、それがさらに逆 Compton 散乱の過程を通して発生していると考えられている (Synchrotron Self Compton(SSC) モデル。図 2.6 参照) [?]。したがって、放射が起こっている最大の領域の大きさは星雲 (nebula) の大きさと同程度であるから、$\sim$1pc($\sim 10^{18}$cm) のオーダーとなる。

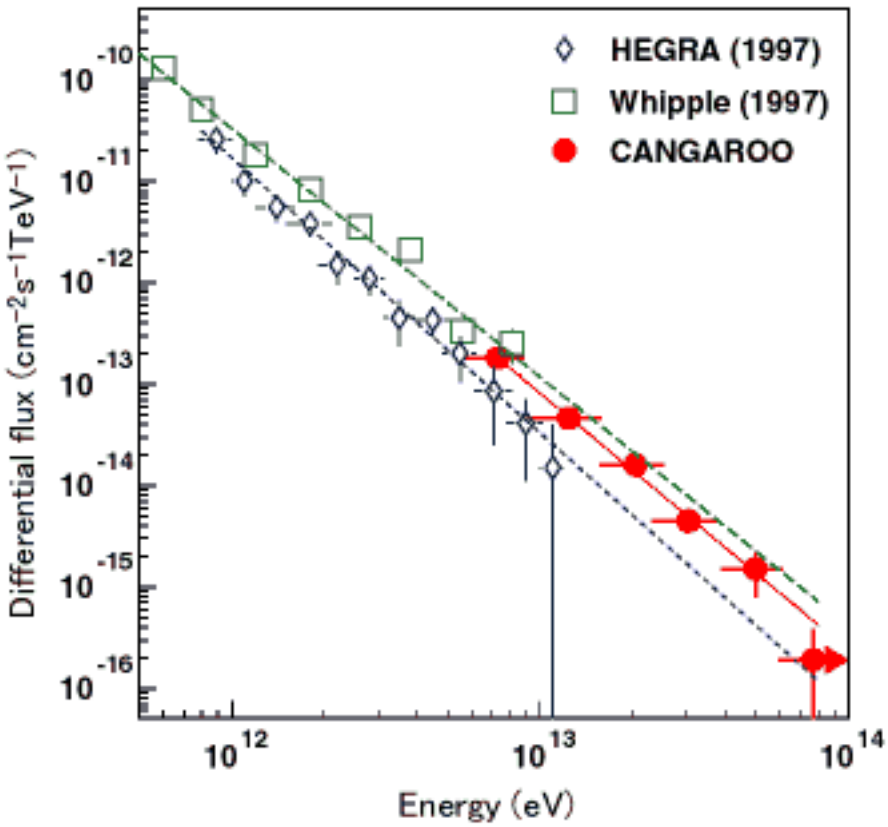


図 2.6: Crab のスペクトル

2.3.3 連星パルサーの場合

連星系を成すパルサーの場合、そのパルスの原因はやはり中性子星の回転にあるのだが、伴星からの質量降着や伴星の大気等があるために単独の中性子星とは状況が異なる。

エネルギー源はパルサー自身ではなく、降着円盤からの角運動量供給である (accretion driven pulsar)。これによって中性子星の回転はそのエネルギーを

失っても加速 (spin up) を受けることになり、また中性子星の磁場と降着円盤との相互作用によりその角速度も決まることになる。非パルス成分も一緒にして考えると、中性子星の磁場やパルサー風が相互作用する領域の大きさは、伴星からの降着物質や伴星の星風等の広がりの大きさの程度であると考えられるので、放射領域は高々連星系の大きさ、すなわち~1AU の程度 ($\sim 10^{13}$cm) であると推定できる。これらの理由により連星系内での粒子加速の機構は、単独パルサーの場合とは異なったものになる。考えられる粒子加速の可能性としては、現在までに以下のものがあげられている [12]。

- 降着流内衝撃波：
  降着流のある X 線連星で、Alfven 半径より外の領域でかつ中性子星の近傍におこる衝撃波による加速。
- 円盤ダイナモ：
  パルサーの磁場が降着円盤内を貫くと、その円盤内の荷電粒子は Lorentz 力をうけて加速される。
- pulsar 風衝撃波加速：
  Alfven 半径が light cylinder の外にできる場合、pulsar 風が生じて伴星の大気かあるいは恒星風との相互作用により衝撃波が発生し、そこで粒子加速が起こる。
- 磁場の reconnection：
  降着プラズマ内をぬっていく磁力線がプラズマの擾乱によってつなぎかえを起こすと、磁場に閉じ込められいたエネルギーが解放される。それによる圧力で粒子が加速を受ける。

これらのうち、どの機構が卓越するのかは個々の連星系の物理的な構成に依存するが、一般的な定説はまだ確立されていない。

2.4 本研究の目的

Cen X-3 では CGRO 衛星の EGRET 検出器でγ線のバーストが検出されている。このことは X 線連星系での高エネルギー現象の存在を示唆するものであり、TeV 領域でのγ線の検出も期待できる。また、他のグループによってなされてきた Vela X-1、Cen X-3 の VHEγ線の観測結果では軌道位相やパルスの位相に対応した周期成分に加えて、非パルス成分の放射のあることも報告されている。

1992 年に設置された CANGAROO 望遠鏡は、近年になって Durham の Mark6 望遠鏡が建設されるまで南天では唯一のイメージング法を採用したシステムとして活躍してきた。よって今回の CANGAROO 望遠鏡による観測は、エネルギー閾値~ 1 TeV では初めての、イメージング法を用いた Vela X-1 および Cen X-3 の観測である。

イメージング法が確立される以前の X 線連星のγ線観測データに対する解析方法は、主に周期解析に依存しており信号がγ線であるとする根拠はそこから中性子星のスピン周期に対応する周期性が検出されることに基づいている。そこで本研究では周期解析には依存しない、イメージング法による高いγ/ハドロンの分離を有する Alpha Excess 解析を行うことによって、X 線連星系 Vela X-1 と Cen X-3 からの TeVγ線放射の検出について議論し、そのフラックスを評価する。

第3章　大気チェレンコフ光による γ線観測

宇宙空間から地球へ入射する超高エネルギーγ線は、地球大気に入ると空気シャワーを起こすため、地上で直接観測することはできない。しかしながら、そのシャワー中の荷電粒子が発生するチェレンコフ光を観測することにより、入射してきたγ線がどのようなものであったかを知ることができる。

3.1　大気中での電磁カスケードシャワー

物質に入射するγ線はそこの原子核と電磁相互作用をして電子-陽電子対生成をおこし、生じた電子-陽電子対は制動放射で光子を発生させる [22]。また、陽電子は物質中の電子と反応して 2 個の光子を発生させる。この現象が物質の中で交互に起こる。入射光子と電子によるこの過程は、電子がシャワーのように増加するため電磁カスケードシャワー (electromagnetic cascade shower) と呼ばれる。大気に入射するγ線でも同様の現象が起こり、宇宙線に伴うカスケードとともに空気シャワーと呼ばれている。この過程で最初に入射したγ線のエネルギーはシャワー中の粒子に分配されて行くので、カスケードが進むにつれて個々の粒子あたりのエネルギーは徐々に小さくなる。空気中ではそのエネルギーが $81\mathrm{MeV}$ 以下になるところでシャワーの減衰が始まり、やがてはその発達が終わる。

一方、大気中に入射してきた宇宙線の原子核成分 (その 90% が陽子) も、同様に空気中の原子核と相互作用して核カスケードを引き起こす。そこでの核相互作用では、多くの二次粒子 (e, μ, π, K, p, n 等) が生成される。このうちπ粒子は核カスケード粒子の中で、最も大きい割合を占めている。π^0粒子は非常に寿命が短く $(0.83 \times 10^{-16} sec)$、

$$\pi^0 \rightarrow 2\gamma \tag{3.1}$$

によってγ線に崩壊して、これがさらに上で述べたような電磁カスケードシャワーを引き起こす。$\pi^{\pm}$粒子の寿命は $2.63 \times 10^{-8}\gamma_{\pi} sec$ だが、ローレンツ因子 γ_{π} によって寿命が延びるため大気中で大気核子と衝突する可能性が高い。よって $\pi^{\pm}$粒子の平均自由行程は$\sim 80 g/cm^2$となる。また、$\pi^{\pm}$ 粒子は核子と

衝突する前に次のように崩壊する。

$$\pi^+ \rightarrow \mu^+ + \nu_\mu \tag{3.2}$$

$$\pi^- \rightarrow \mu^- + \bar{\nu}_\mu \tag{3.3}$$

また、この過程で発生する高エネルギーμ粒子はほとんどが崩壊せずにそのまま地上にまで到達する。図 3.1 に上で述べた宇宙線による核カスケードが発達する様子をまとめた。

γ線による電磁カスケードと宇宙線による核カスケードの発達を比較すると、以下のような異なった性質がある。

- 陽子の空気中での相互作用長さは$\sim 80g/cm^2$であるのに対し、γ線のそれは$\sim 38g/cm^2$であるから、核シャワーは電磁シャワーよりも大気のより深いところで発達する。
- 核カスケード中では強い相互作用によるπ粒子への横方向運動量の輸送が生じるために、電磁シャワーよりも横方向に広がったものとなり、シャワー軸から離れた広い範囲に分布する (図 3.2 参照)。
- 電磁シャワーは、シャワー軸の周りに狭く軸対称に分布する。

これらの違いから、核シャワーの発達は電磁カスケードのそれよりも大きな空間的ゆらぎを持つことが分かる。したがってこの性質は、それぞれのシャワー粒子から発生するチェレンコフ光の地上での分布に反映されるのである。

3.2 大気チェレンコフ光の発生機構

上で述べたように、シャワーによって上空で生成された二次粒子のうち荷電粒子はチェレンコフ光を発生する。ここで媒質の屈折率を n, 粒子の速度を $\beta = v/c$ と定義すると、チェレンコフ光が放射される方向と粒子の進行方向がなす角度 (チェレンコフ角) θは次のように表される。

$$\theta = \arccos(\frac{1}{n\beta}) \tag{3.4}$$

例えば、地上での空気の屈折率は $n \sim 1.00029$ であり、$\beta \sim 1$ とすると、$\theta \sim 1.4°$となる。$n\beta \geq 1$ でなくてはならないから、チェレンコフ光を発生するエネルギー閾値 (臨界エネルギー) は $E = mc^2(1-\beta^2)^{-1/2}$より、電子で$\sim 21MeV$、$\mu$粒子では$\sim 4.3GeV$ となることが分かる。大気は上層に行くほど密度が小さくなるから屈折率 n が減少する傾向にあるので、それに伴ってθも減少していく。また、チェレンコフ光の放射による荷電粒子の単位移動距離および単位角振動数あたりの粒子のエネルギー損失は、次のように表される。

$$-\frac{d^2E}{dx\,d\omega} = \frac{Z^2e^2}{c^2}\Big(1 - \frac{1}{(n\beta)^2}\Big)\omega \quad , \quad n\beta > 1 \tag{3.5}$$

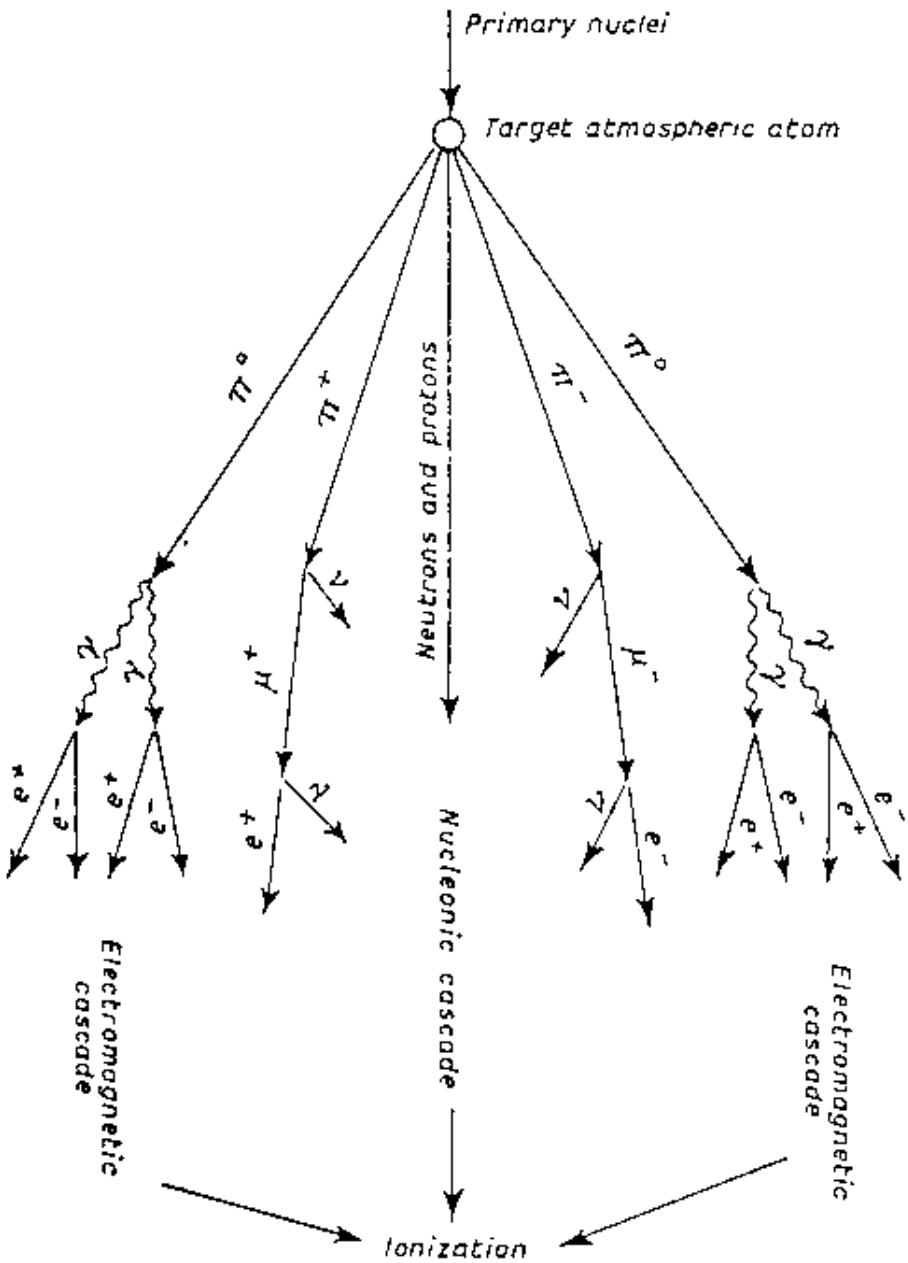


図 3.1: 核カスケードの発達のようす [25]。

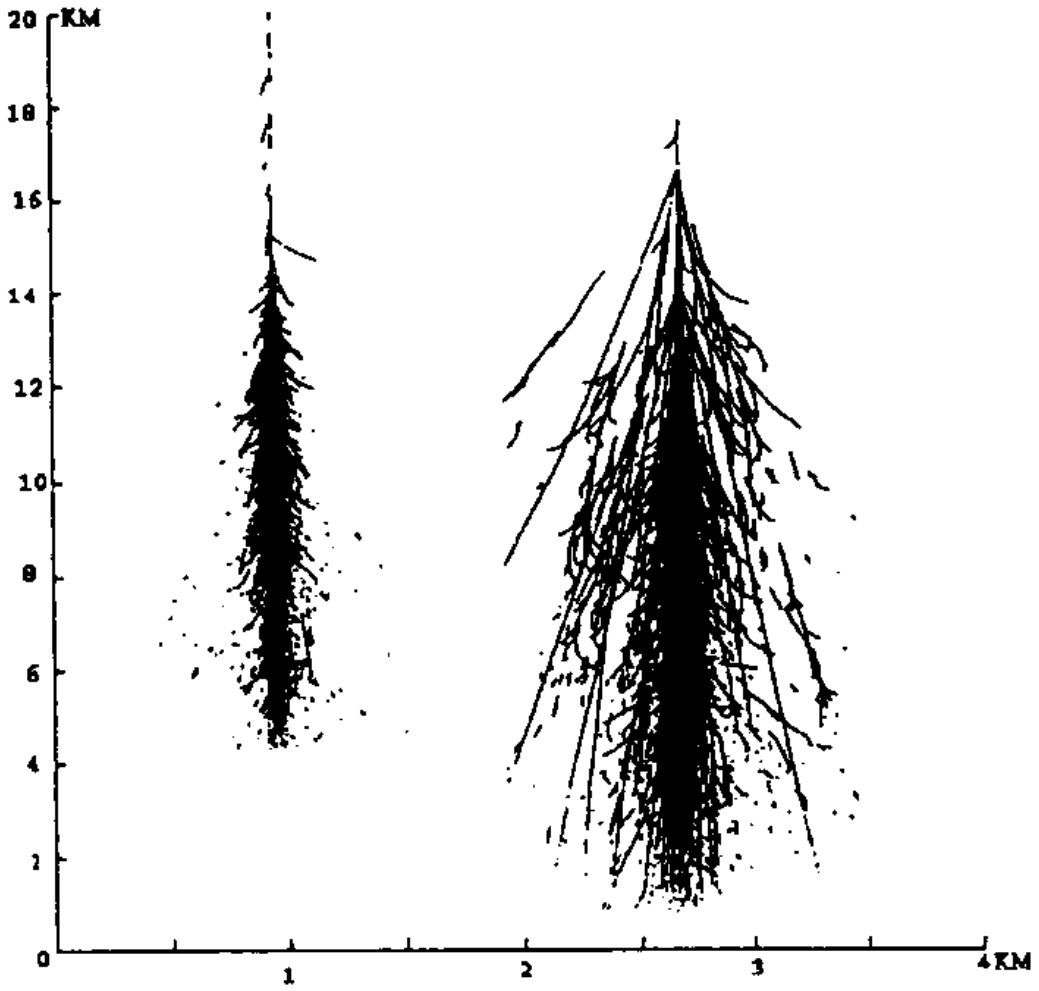


図 3.2: シミュレーションによる空気シャワー発達の様子 [24]。左が 300GeVγ 線による電磁カスケード、右が 900GeV ハドロンの核カスケードシャワー。γ 線の方がコンパクトであることが分かる。(この図では横方向のスケールを拡大している。)

ただし、ωはチェレンコフ光の角振動数、Z は電荷素量 e を単位とした粒子の電荷である。これから粒子が距離 l を走った場合に波長域$\lambda_1 \sim \lambda_2$の間で発生する光子数 N は$\lambda = 2\pi c/\omega$ であるから、

$$N = \int_{\omega_1}^{\omega_2} d\omega \int_0^l dx \frac{-\frac{d^2E}{dx\,d\omega}}{\hbar\omega} \tag{3.6}$$

$$= 2\pi\alpha l Z^2 \Big(1 - \frac{1}{(n\beta)^2}\Big) \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{d\lambda}{\lambda^2} \tag{3.7}$$

$$= 2\pi\alpha l Z^2 \Big(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2}\Big)\Big(1 - \frac{1}{(n\beta)^2}\Big) \tag{3.8}$$

となる。ここで、$\alpha := \frac{e^2}{\hbar c} = \frac{1}{137}$は微細構造定数である [22]。これより、地上付近で$\beta \sim 1$ の電子が l$= 1m$ 走った場合、$300nm \sim 550nm$ (光電子増倍管の感度波長) の波長域では約 40 個の光子を放射することになる。

地上に到達したγ線による空気シャワーからのチェレンコフ光の分布は、図 3.3 の様になる。γ線の場合はシャワー軸の中心から~150m の範囲内では光子はほぼ一様に分布するのに対し、陽子による空気シャワーの場合は分布が不規則なものとなる。

3.3 イメージング法

空気シャワーから発生したチェレンコフ光が地上まで到達すると、そこには半径~ 200m のチェレンコフ光のプールができる。(図 3.3 参照。) このプールから望遠鏡でその一部をサンプルすれば焦点面上のカメラにそのイメージが写る。よってこのイメージはシャワーの発達の状況を反映したものであるから、核カスケードと電磁カスケードのシャワーの違いがここに現れることになる。

そこでこの違いを定量的に扱うために、各々のイメージを楕円で近似して、それを特徴づけるいくつかのパラメータを定義する。それは、以下のようなものである (図 3.4 参照)。

Width: イメージの短軸に沿った、チェレンコフ光の広がり (rms)。カスケードシャワーの横方向の発達を表す測度。

Length: イメージの長軸に沿った、チェレンコフ光の広がり (rms)。カスケードのシャワー軸方向の発達を表す測度。

Distance: イメージの重心からカメラの FOV(Field Of View) の中心までの角度距離。望遠鏡の光軸からシャワー軸までの距離を表す測度。

Conc (Frac 2): イメージ中の光量の集中度。イメージ中で最も大きな光量をもつ 2 つの PMT 信号と、イメージ中の全光量との比。

Alpha: イメージの長軸とカメラの FOV 中心との角度。望遠鏡の光軸とシャワー軸の傾きを表す測度。

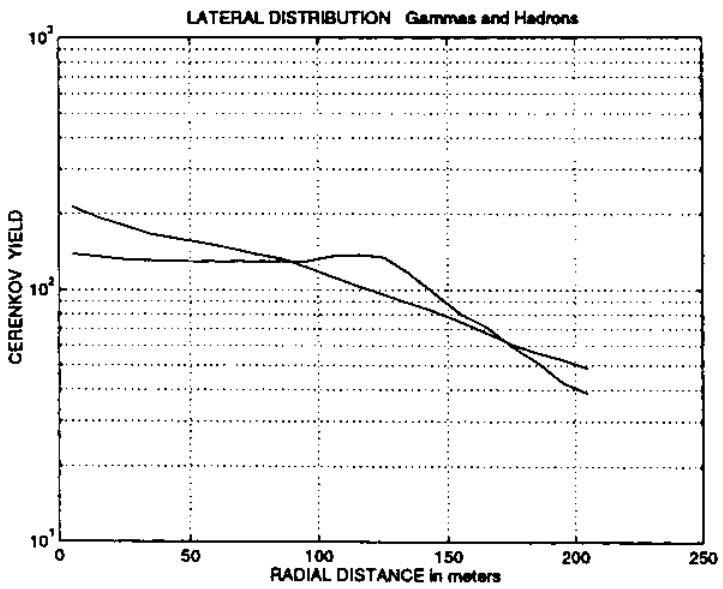


図 3.3: チェレンコフ光の光量の地上での分布 [24]。γ線の方は、$\sim$130m 付近まで密度が一定しているのが分かる。

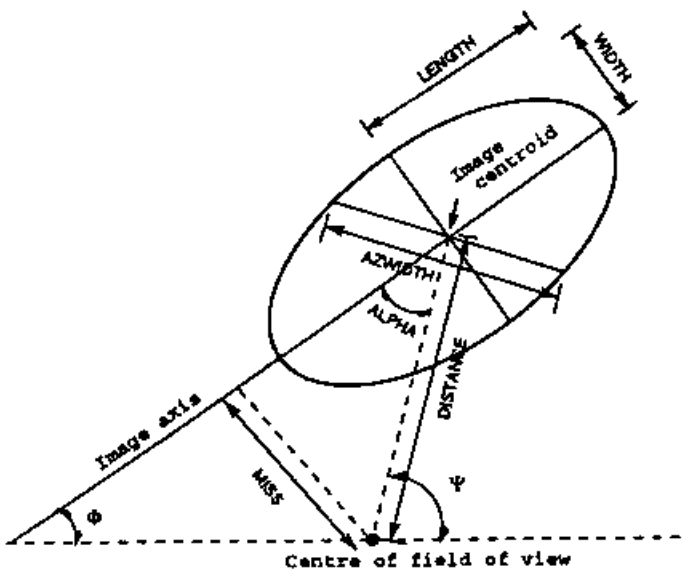


図 3.4: イメージパラメータの定義 [24]。焦点面上のイメージを楕円で近似して、パラメータを定める。

ここで、モンテカルロシミュレーションによるγ線と陽子のシャワーによる、イメージパラメータの分布を図 3.5 に示しておく。これによると Alpha

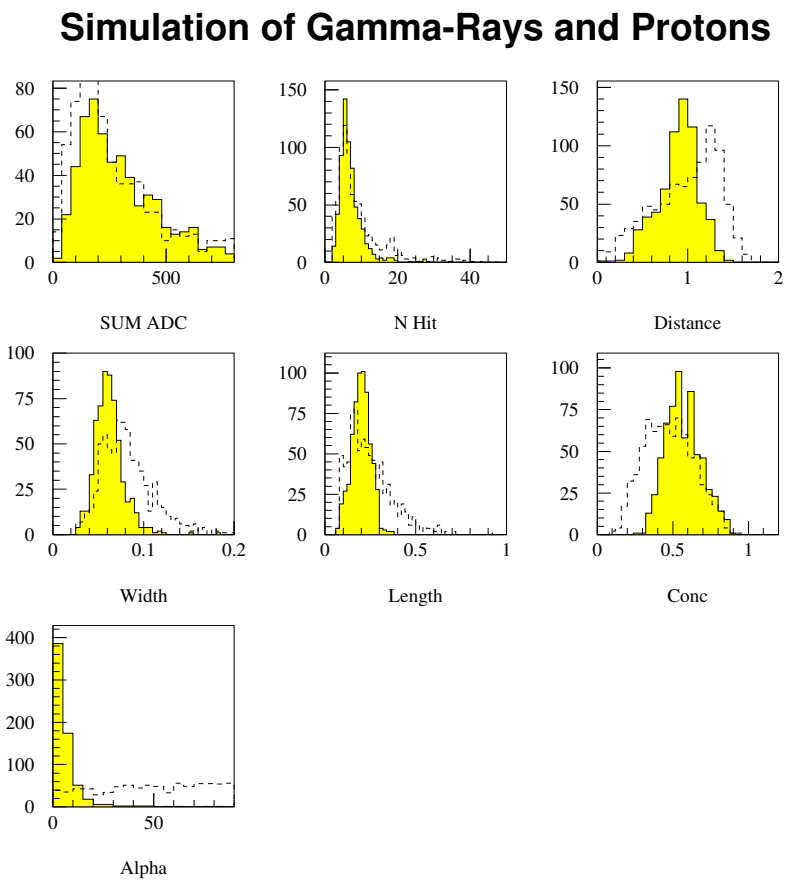


図 3.5: シミュレーションによる CANGAROO 3.8m 望遠鏡でのイメージパラメータ分布。ハッチをかけてある方がγ線、点線が陽子の分布を表す。Alpha の分布に大きな違いがあるのが分かる。

の分布が、γ線と陽子 (宇宙線) で大きく異なることが分かる。これは宇宙線が一様等方的であるのに対し、点源からのγ線が直線的に到来することを表している。このパラメータ Alpha によってハドロンによるバックグラウンドイベントを$\sim 90\%$ 落とすことが可能となる [24, 25]。

最後にイメージパラメータの定義式をまとめておく。シャワーイメージを楕円で近似したときの長軸方向を

$$y = ax + b \tag{3.9}$$

とし、また i 番目の PMT の位置座標を $(x_i,\ y_i)$ 、そこでの光量を s_iとする。

まず、モーメントを

$$< x^m y^n >:= \frac{\sum_i s_i x_i^m y_i^n}{\sum_i s_i} \qquad m, n = 0, 1, 2... \tag{3.10}$$

と定義する。このうち 1 次のモーメントはイメージの位置を表し 2 次のモーメントはイメージの広がりを表している。次に

$$\begin{aligned}
S_x^2 &= < x^2 > - < x >^2 \\
S_x^3 &= < x^3 > -3 < x^2 >< x > +2 < x >^3 \\
S_y^2 &= < y^2 > - < y >^2 \\
S_y^3 &= < y^3 > -3 < y^2 >< y > +2 < y >^3 \\
S_{xy} &= < xy > - < x >< y > \\
S_{xxy} &= < x^2 y > -2 < xy >< x > - < x^2 >< y > +2 < x >^2 < y > \\
S_{xyy} &= < xy^2 > -2 < xy >< y > - < x >< y^2 > +2 < x >< y >^2
\end{aligned}$$

を計算する。ここで、

$$d := S_y^2 - S_x^2 \tag{3.11}$$

を定義すると、先ほどの長軸の傾き a と切片 b は

$$a = \frac{d + \sqrt{d^2 + 4(S_{xy})^2}}{2S_{xy}} \tag{3.12}$$

$$b = < y > -a < x > \tag{3.13}$$

となる。これより、各イメージパラメータが以下のように計算できる。

$$Width = \sqrt{\frac{S_y^2 - 2aS_{xy} + a^2 S_x^2}{1 + a^2}} \tag{3.14}$$

$$Length = \sqrt{\frac{S_x^2 + 2aS_{xy} + a^2 S_y^2}{1 + a^2}} \tag{3.15}$$

$$Distance = \sqrt{< x >^2 + < y >^2} \tag{3.16}$$

$$Alpha = \arcsin\Big(\frac{|b|}{\sqrt{1 + a^2} \times Distance}\Big) \tag{3.17}$$

また、Asymmetry は

$$Asymmetry = \frac{< (x' - < x' >)^3 >^{1/3}}{Length} \tag{3.18}$$

と定義される。ここで、

$$\begin{aligned}
< (x' - < x' >)^3 > &= < x'^3 > -3 < x'^2 >< x' > +2 < x' >^3 \\
&= (1 + a^2)^{-3/2} (S_x^3 + 3aS_{xxy} + 3a^2 S_{xyy} + a^3 S_x^3)
\end{aligned}$$

である。

第4章　CANGAROO実験

4.1　CANGAROO実験の概要

CANGAROO(the Collaboration of Australia and Nippon for a GAmma-Ray Observation in the Outback) 実験は、日本の茨城大学、神奈川大学、神戸大学、国立天文台、東海大学、東京工業大学、東京大学宇宙線研究所、名古屋大学、山梨学院大学(50 音 順)とオーストラリアのアデレード大学との間の TeVγ線観測を目的とした国際共同実験である。観測は、図 4.1 で示した南オーストラリア州の Woomera (東経 $136^{o}47'$、南緯 $31^{o}6'$、海抜 $160m$) に解像型チェレンコフ望遠鏡を設置して行われている。1991 年に建設が始まり、1992 年の 3 月から観測が始められた。この Woomera では晴天率が ~ 80 % と非常に高くまた人工光の源となる周囲の町からも離れているため、微弱な大気チェレンコフ光を検出することを目的としたこの実験にとって大変好都合な場所である。

4.2　3.8m望遠鏡とイメージングカメラ

CANGAROO 望遠鏡は図 4.2 に示すように口径および焦点距離 3.8m の回転放物面鏡である。この望遠鏡は、もともと 20 年程前に東京天文台堂平観測所で月との距離を測定するためのレーザー距離システムの受光反射望遠鏡として使われていたものを、引き取って再利用したものである。主鏡は中央鏡と 6 枚の周辺鏡で構成されている。中央鏡は直径 1.7m の超々ジュラルミン (X-236) 製で、表面に厚さ $70 \sim 80\mu m$ のカニゼン メッキ (触媒ニッケルメッキ)が施されている。さらに光学研磨の後、アルミニウムメッキを蒸着し (厚さ$\sim 100\mu m$)、その上保護膜を蒸着してある。周辺鏡は耐食アルミニウム鋳物であり、中央鏡と同様にカニゼン メッキ (触媒ニッケルメッキ) が施されている。この周辺鏡と中央鏡を組み合わせた鏡面の焦点面での像の広がりは $\sim 0.01°$で、PMT 一本の視野 (0.18°) から比べれば十分小さく、無視できる。製造時の反射率は中央鏡で~ 65 % $(650nm)$、周辺鏡で$\sim 55\%$ $(650nm)$ 程度であったが、劣化がはげしかったために 1996 年の 10 月にオーストラリア天文台で鏡面のリコーティングを行ったところ、反射率は$\sim 85\%$にまで回復した。今回の観測を行った 1998 年 2 月での反射率は$\sim 75\%$程度である。

駆動系は経緯台式で、パーソナルコンピューター (NEC PC-9801) によっ

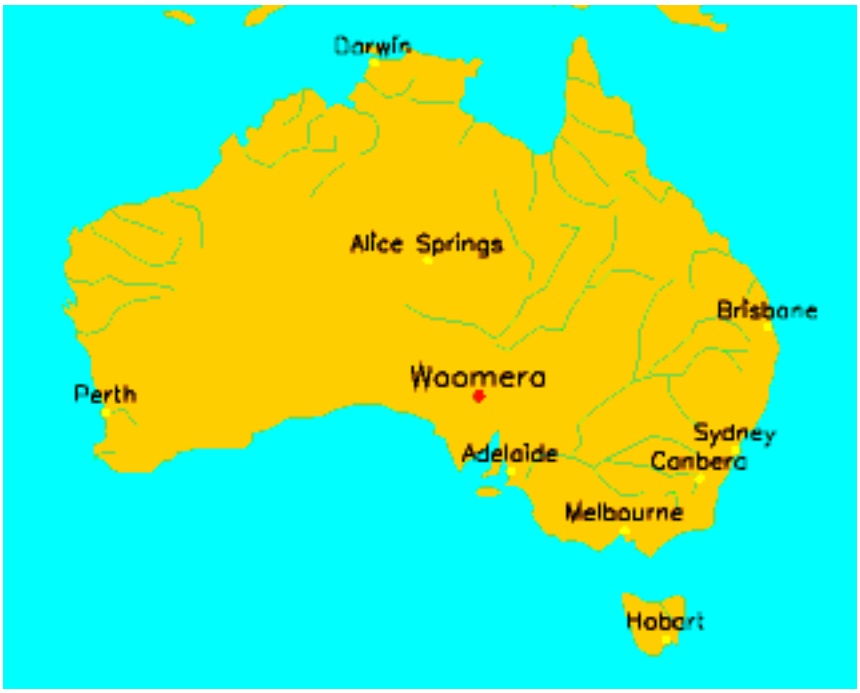


図 4.1: 観測地 Woomera の場所

て仰角と方位角方向を同時に制御している。天体の追尾精度は天頂付近を除いた天頂角 $10^\circ \sim 70^\circ$で$\sim 0.^\circ 01$ である。

主鏡の焦点面には、図 4.3 のように一本 3/8inch(9.5mm)×3/8inch の PMT (光電子増倍管、浜松フォトニクス社製、R2248)256 本で構成されるイメージングカメラを取り付けてある。この PMT の光電面の大きさは、8mm×8mm であるので、PMT1 本あたりの視野は $0.^\circ 12 \times 0.^\circ 12$ である。PMT の光電面はバイアルカリでその分光感度曲線は図 4.4 のようになる。この図から、その量子効率はチェレンコフ光の波長に相当する $350nm \sim 550nm$ で~ 0.2 となることが分かる。

PMT は 8 本ごとに共通の高電圧 Box(HVBox) に取り付けてられており、同じ電圧が供給される。HVBox は、入力 12V および出力 1kV のジェネレーター (DC-DC コンバーター)、ブリーダーそしてバッファーアンプが一つになって、大きさが $2cm \times 4cm \times 30cm$ というコンパクトな構造をしている。(図 4.5 参照)。

主鏡の中央鏡の中央部分には LED が取り付けてあり、これを$\sim 10nsec$ の速いパルスで光らせて PMT のゲインの較正に用いている。

4.3 電子回路とトリガーシステム

イメージングカメラからの信号は、地下にある~30m のケーブルで Electronics Hut に送られる。信号の処理には CCM (Cerenkov Circuit Module) と呼ばれるこの実験のために開発された信号処理モジュールを使用している。一台の CCM モジュールには 16 の入力チャンネルがあり、×100 の電圧増幅器、電流増幅器、ディスクリミネーター、TDC (Time to Digital Converter)、Single Scaler、DC モニター、デジタル/アナログ加算回路から構成されている。TDC、ADC は共に 12bit(4096 チャンネル) であり、1ADC(TDC)値あたり 0.25nsec (0.25p Coulomb) に相当する。よって 1photon は~15ADC カウントに対応している。CCM モジュールは TKO (Tristan-KEK-Online system) の規格で作られている。PMT からの信号は CCM 内で増幅され、あらかじめ決められている閾値を超えた場合に HIT となる。HIT 信号は TDC のストップ用信号として用いるほか、PMT ごとの 1msec 内のトリガー頻度を計算するために使われ、これが Single count として記録される (図 4.6 参照)。

CCM では HIT 信号を足しあわせて、そこから HIT した PMT の総数を示す HIT SUM と、ディスクリミネーターを通さずにアナログ信号を足しあわせた Linear SUM が出力される。各 CCM からのこれらの信号は各々について Linear Fan I/O でたし合わされて、それぞれが閾値を超えた場合にイベントがトリガーされる (図 4.7 参照)。

トリガーされたイベントのデータは CAMAC-TKO インターフェイスを通じて Data taking 用のワークステーションに送られ、ハードディスクに記録

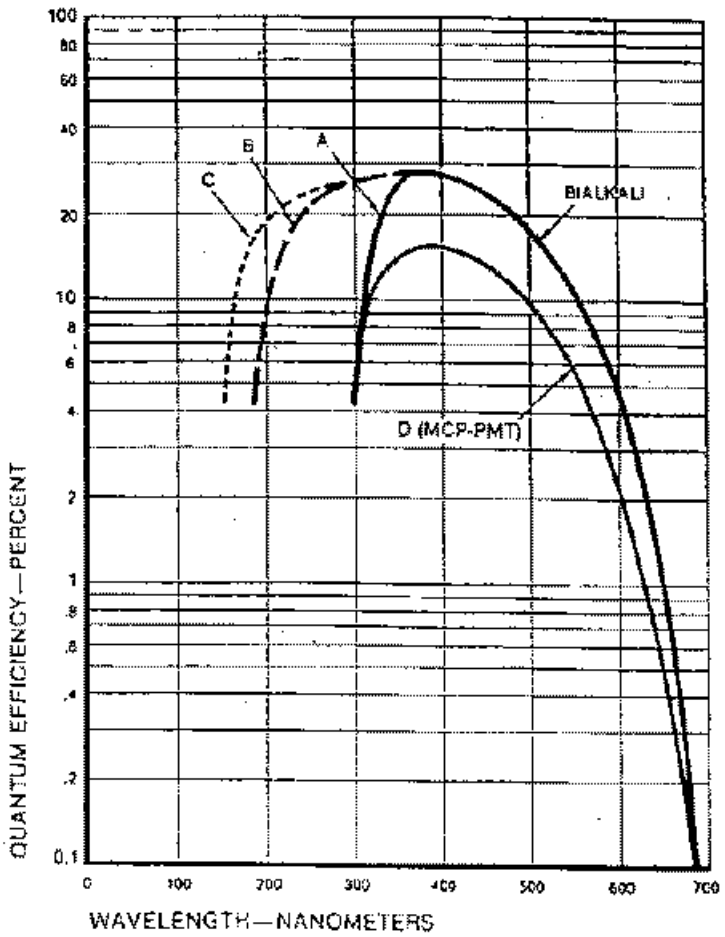
図 4.2: 3.8m CANGAROO 望遠鏡

図 4.3: イメージングカメラ上の PMT の配置

される。観測データは最終的には 8mm ビデオテープに落とされ、日本に持ち帰られる。記録される内容は

- RUN Number
- Event Number
- Event の発生時刻
- GPS による時間データ
- 各種の Flag(LED, BIGRAT からのトリガー)
- 各 PMT の ADC 値、TDC 値、Single Count
- 望遠鏡の追尾状態 (仰角、方位角等)

などで、1 イベントあたりのデータの大きさは 24000byte である。



The curves in the above graph show typical quantum efficiencies. The actual values may be different from tube to tube.

*Window materials used are:
A,D : Borosilicate glass
B : UV-transmitting glass
C : Fused silica

図 4.4: PMT の分光曲線。これから量子効率が分かる [27]。

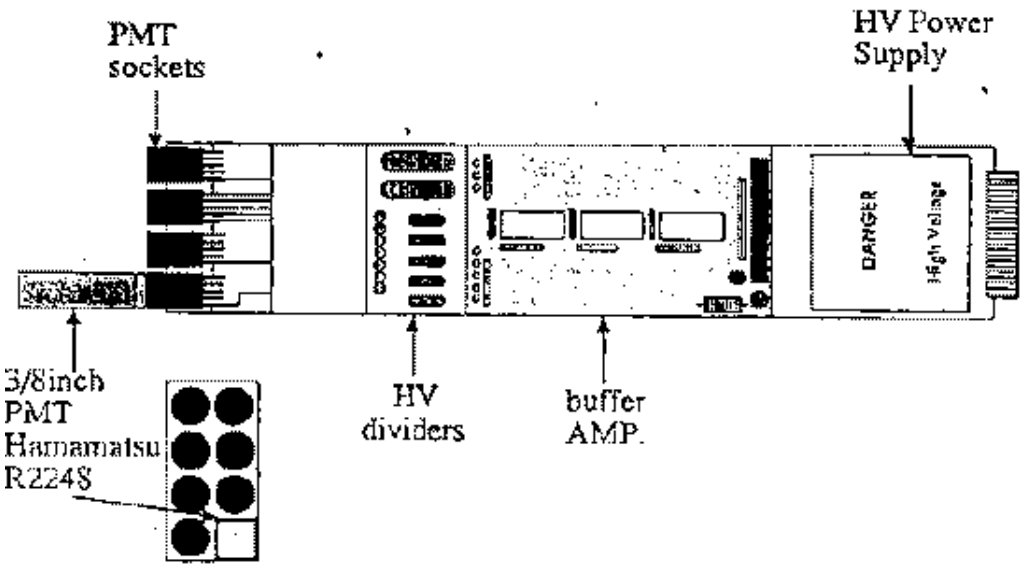


図 4.5: 高電圧ボックスの概略図 [27]。

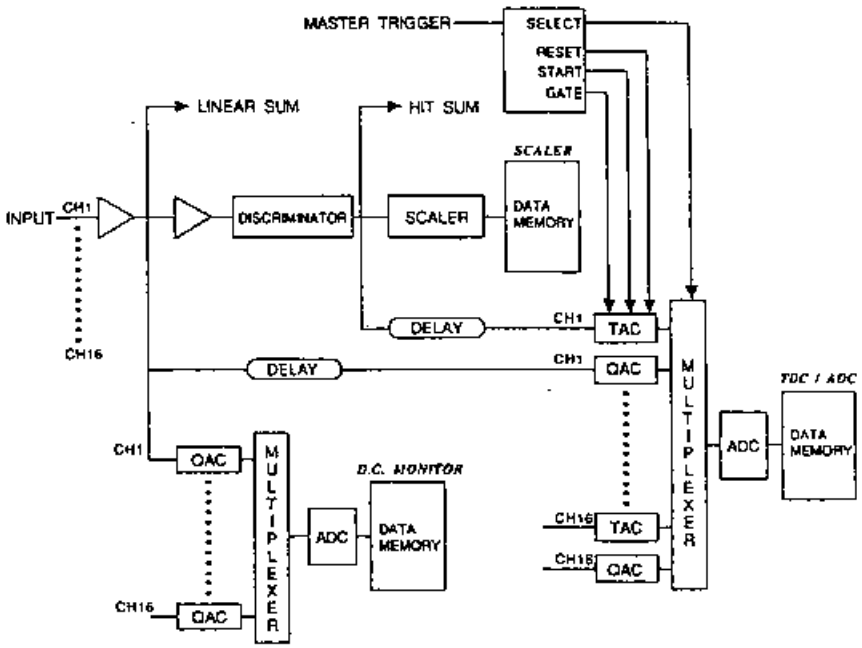


図 4.6: CCM ブロックダイヤグラム [27]。

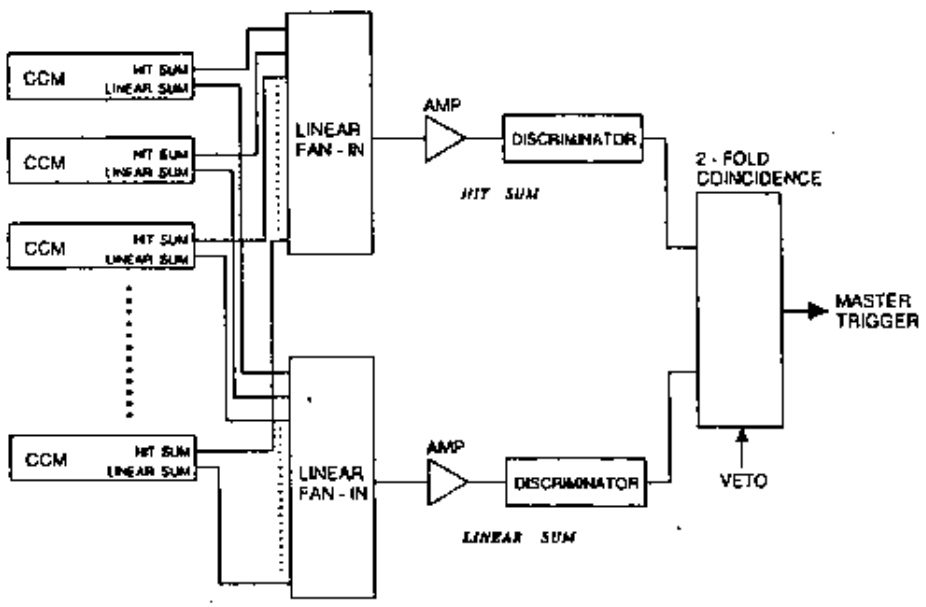


図 4.7: トリガーロジックの概念図 [27]。

第5章　データ解析

5.1　観測

Vela X-1 と Centaurus X-3 は、1998 年の 2 月から 3 月にかけての新月の前後に観測された。観測では候補天体を ON-source Run として観測したあと (またはその前) に、候補天体ではない方向 (赤経) を観測して OFF-source Run としている。このとき OFF-source Run は、ON-source Run と天球上の同じ位置を通過するように位置を選んでいる。この観測の概要を 表 5.1 にまとめておく。また今回の観測では CCM の故障により カメラ上の四隅の HVBox の PMT は使用していないため、PMT は合計 224 本となる。

この ON-source Run と OFF-source Run の観測データについてイメージング法によるイメージパラメータの分布をとった時に、ON-source の方に excess count が見られるならばそれをγ線による信号とみなすことができる。

	Vela X-1	**Cen X-3**
観測期間	**2 月 22 日~2 月 26 日**	**2 月 27 日~3 月 5 日**
観測時間 **(ON/OFF)**	**13h02m / 12h37m**	**17h43m / 17h40m**
イベント数 **(ON/OFF)**	**67282 / 68277**	**108731 / 79531**

表 5.1: 観測結果。トリガー条件は HIT SUM のみを採用。

5.2　解析

5.2.1　ADC と TDC の補正

各 PMT(チャンネル) の ADC、TDC のペデスタル値およびゲインには多少の不一致があるため、これを補正しなくてはならない。この目的で、ON-source Run および OFF-source Run の観測の前後には外部からトリガーをかけて約 2000 イベントのデータをとる Pedestal Run と、鏡の中央にある LED を発光させてデータをとる LED Run を行い、このデータから各 PMT のペデスタル値およびゲインを求める。

5.2.2　ノイズ除去とイメージの修正

系統的な要因を除去するために、トリガーされたデータのうち観測時の天候条件が悪かったものや電気的ノイズの著しいイベントはあらかじめ解析から省くべきである。また ON と OFF の観測の露出時間を、大気の同じ場所を追尾するように合わせる必要もある。このようにして解析のために選んだデータを表 5.2 にまとめておく。

観測されたデータには、種々のノイズが混入している。そこで、イメージからそれらのノイズを除去しなくてはならない。以下、考えられるノイズ原因とその除去の方法を述べる。

夜光によるノイズ:　夜光は時間的に一様にやってくるという特徴があり、そのフラックスは$\sim 1 \times 10^8/cm^2/s/str$ である。現在の ADC のゲート幅は$\sim$ 50nsec であるから、1 イベント中のイメージ全体に対する夜光量は$\sim 60photons$ と見積もられる。この多量のノイズを除去するためには、チェレンコフ光との継続時間の違いを利用する。シャワーによるチェレンコフ光の継続時間は$\leq$ 10nsec と短いため、各 PMT の HIT した時間の分布について TDC の平均値をとり、適当な幅をもたせて TDC のウインドウを区切ればよい。また各 PMT の ADC の分布についても同様にレベルを設定して、$\pm 1\sigma_{ped}$(ADC ペデスタル値の標準偏差) の範囲内にある PMT を OFF にしイメージから除外する。

星光によるノイズ:　星光の影響は、カメラ上の 1$\sim$2 本の PMT を HIT させる形で現れる。この時その PMT の HIT の頻度、すなわち Single Count の値が増大することになるから、よってこれを除去するためには Single Count に閥値を設定しそれを超えた時には星光によるものとしてその PMT を OFF にする。

電気的な原因によるノイズ:　トリガーされたイベントの中には、ある特定の HVBox の PMT がすべて HIT しているようなイメージを持つものがある。このようなイベントは電気的なノイズによるものと考えられる。これをシャワーイベントと区別するために、その特徴からイベント全体の HIT 数と最も多く HIT している HV Box の HIT 数の比 (これを Box パラメータとする) をとり、この値がある閥値を超えているイベントは、ノイズイベントとして除去する。

またこのほかにも各イメージパラメータの分布やパラメーター間の相関を見ることにより、系統的な要因となるイベントを排除する。

Sum ADC の小さいイベントではイメージパラメーターの fitting の際に良い精度が得られないために、解析から省く必要がある。今回の解析では 190$\leq$Sum ADC のイベントのみを採用した。また、HIT している PMT の総数 (N HIT) の少ないイベントではイメージパラメータをよく定義することが困難なため、解析から除外している。解析では $5 \leq$ N HIT のイベントを採

用した。以上をまとめて

$$190 \leq Sum\ ADC$$
$$5 \leq N\ HIT$$
$$Box \leq 0.9$$

これを Noise カットとする。

宇宙線の到来は等方的かつ時間的に一様なので、ハドロンによるバックグラウンドイベントはそのような性質を反映しているはずである。これはイメージ重心の焦点面での分布の一様性と、単位時間あたりのイベントの発生 (イベントレイト) が一定していることに現れる。その様子を図 5.1 と図 5.2 に示しておく。これによると、Noise カット後は重心分布とイベントレイトがそれぞれほぼ一様、一定となっていることがわかる。

	Vela X-1	**Cen X-3**
観測時間 (ON/OFF)	**12h20m / 12h20m**	**16h52m / 16h52m**
イベント数 (ON/OFF)	**49207 / 50546**	**62228 / 59043**
Noise cut 後 (ON/OFF)	**29044 / 29951**	**34754 / 34518**

表 5.2: 解析のために選択したイベント

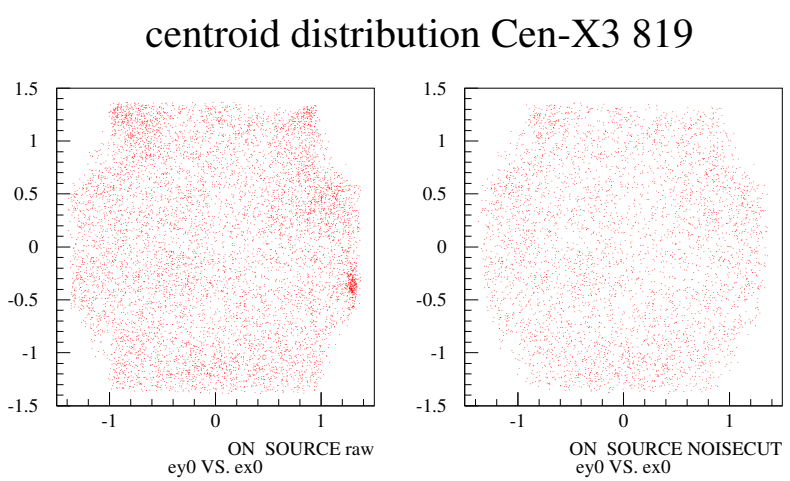


図 5.1: Run 819 の ON-source のイメージの重心分布。左がトリガーされたデータで、右が Noise カットを施したもの。Noise カット後は一様になっているのが分かる。

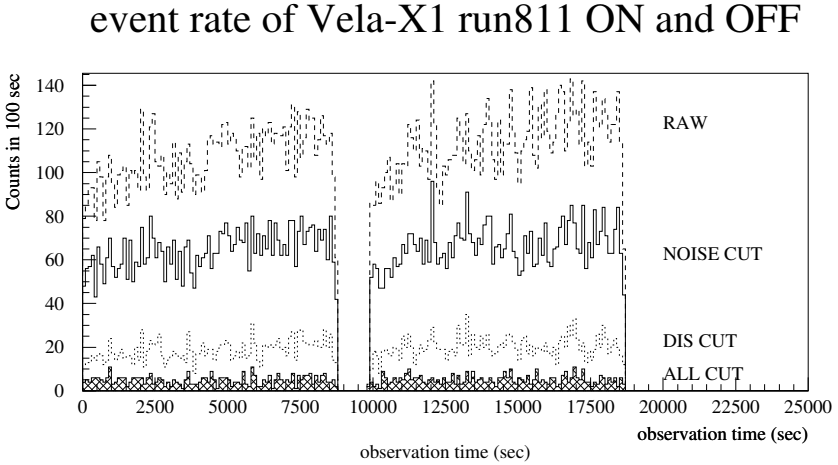


図 5.2: 観測時間 100 秒ごとにトリガーされたイベントの分布。左が ON-source で、右が OFF-source。Noise カット後に一定していることが分かる。

5.2.3 ハドロンのカット

まずイメージング法によるバックグラウンドハドロンのカットに入る前に、イメージ重心がカメラの中心から大きくはなれているイベントはイメージの端の部分が視野の外へ出てしまうために、Alpha の小さなイベントを落として、Alpha の大きなイベントを残す効果をもたらす。そのため、バックグラウンドの Alpha 分布の一様性を崩してしまうので、天体の追尾による視野の回転の効果を補正する前の段階での Distance (これをパラメーター dis0 とする) が大きいイベントは、あらかじめ除外しておく必要がある。今回の解析では $dis0 \geq 1^\circ.1$ のイベントを除外している。これを Edge カットとする。そのようすを図 5.3 に示しておく。これによると、Alpha の分布が一様になるのが分かる。

つぎに、各イメージパラメータによるバックグラウンドハドロンのカットを行う。

Width、Length カット： ハドロンによるイメージの Width、Length はγ線のそれに対して広く分布するから、この性質を用いてカットをかける。

Conc カット： γ線とハドロンの Conc の分布の違いによるカットをかける。

Distance カット： カメラの中心にくるγ線イベントは円形となるために、楕円の定義が困難になるから下限をあたえてこれらをカットする。またハドロンイベントは Distance の大きなところにピークがあり、広く分布するから、これに上限を与えてカットをする。

Alpha カット： Alpha の大きなイベントはハドロンによるものとする。

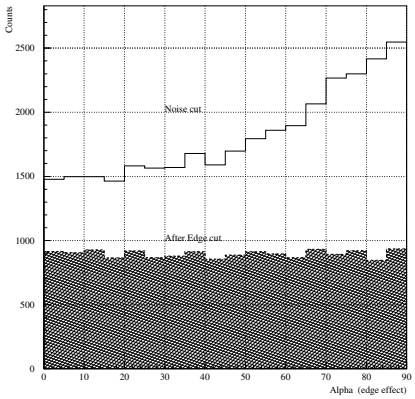


図 5.3: Edge cut により Alpha 分布が一様になる。

以上のカットに対して、今回の解析ではγ線イベントを選び出すためのイメージパラメーターの criteria を

$$\begin{aligned} 0^\circ.01 \leq \quad & Width \quad && \leq 0^\circ.1 \\ 0^\circ.1 \leq \quad & Length \quad && \leq 0^\circ.4 \\ 0.3 \leq \quad & Conc \quad && \leq 1.0 \\ 0^\circ.7 \leq \quad & Distance \quad && \leq 1^\circ.2 \\ & Alpha \quad && \leq 10^\circ.0 \end{aligned}$$

と設定した。

5.3 解析結果

まずはじめに、解析結果を議論するために Excess count($N_{excess} = N_{ON} - N_{OFF}$) の統計的有意 (Statistical Significance) を以下の式で定義しておく。[28]

$$S := \frac{N_{excess}}{\sigma_s} = \frac{N_{ON} - N_{OFF}}{\sqrt{N_{ON} + N_{OFF}}} \tag{5.1}$$

ここで S は統計的有意、N_{ON}および N_{OFF}はそれぞれハドロンカット後のイベント数である。

Vela X-1 の解析結果: 前節で述べた解析手順によって得られた結果を図5.4に示す。最終的に得られた Alpha 分布は図 5.5 である。その $Alpha \leq 10^\circ$ の ON,OFF それぞれのイベント数は $N_{ON} = 459,\ N_{OFF} = 423$ となるので、その Excess Count を 1σ誤差で表示すると $N_{excess} = 36 \pm 30\ counts\ (1.2\sigma)$ を得る。

Cen X-3 の解析結果: Vela X-1 と同様に、図 5.6 と図 5.7 に示す。これによると $N_{ON} = 618,\ N_{OFF} = 559$ となり、$N_{excess} = 59 \pm 34\ counts\ (1.7\sigma)$ を得る。

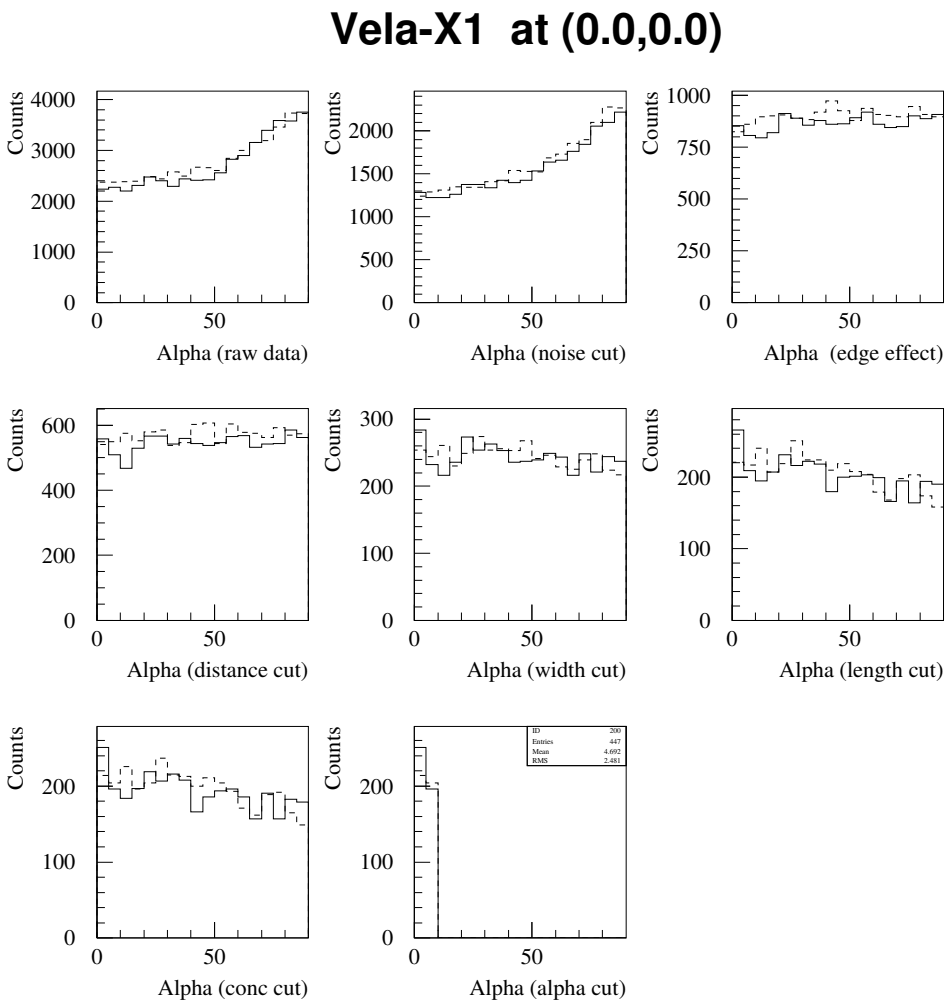


図 5.4: Vela X-1 のカットごとの Alpha の遂移。

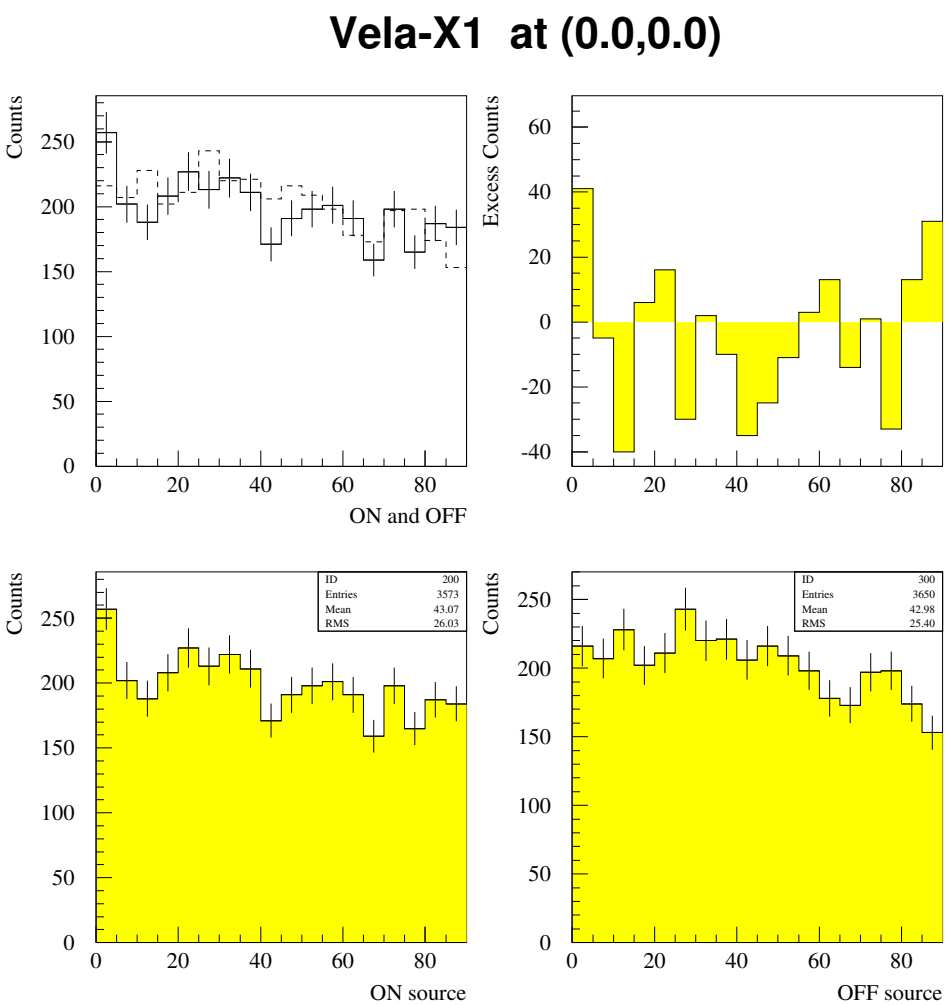


図 5.5: Vela X-1 の Alpha の分布と Excess。

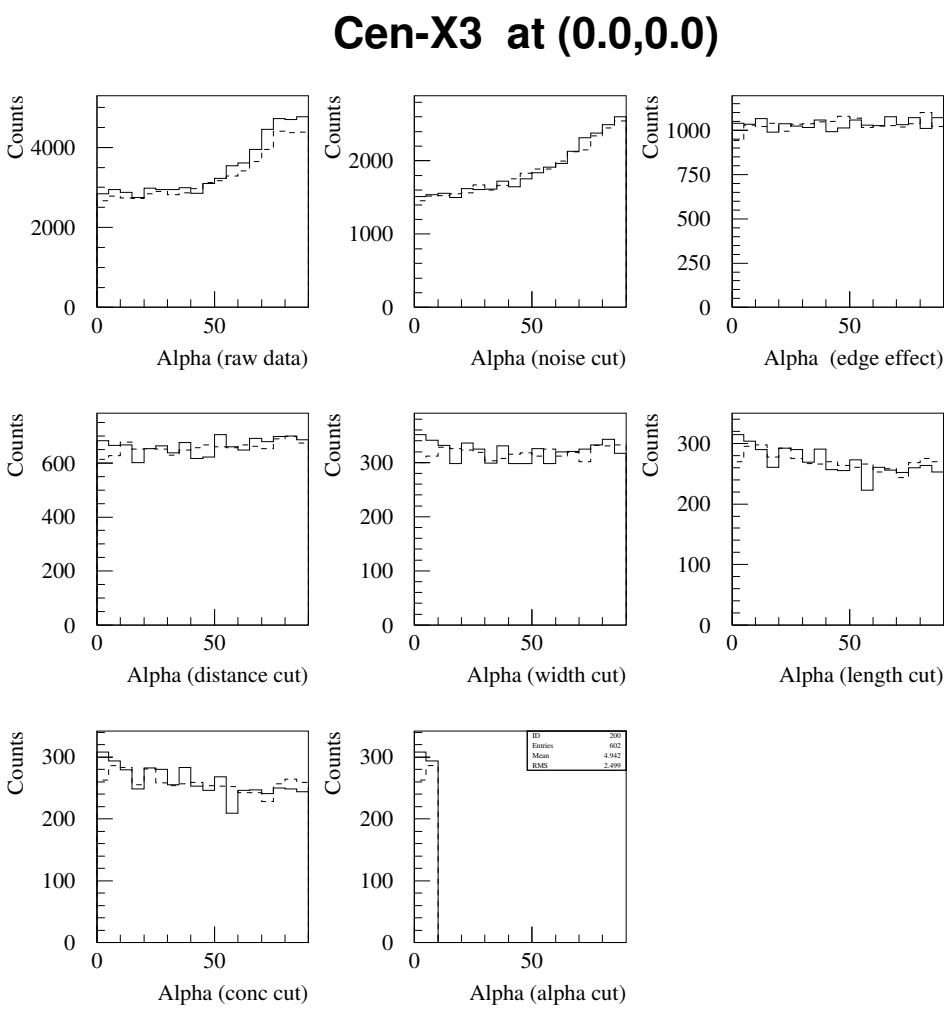


図 5.6: Cen X-3 のカットごとの Alpha の遂移。

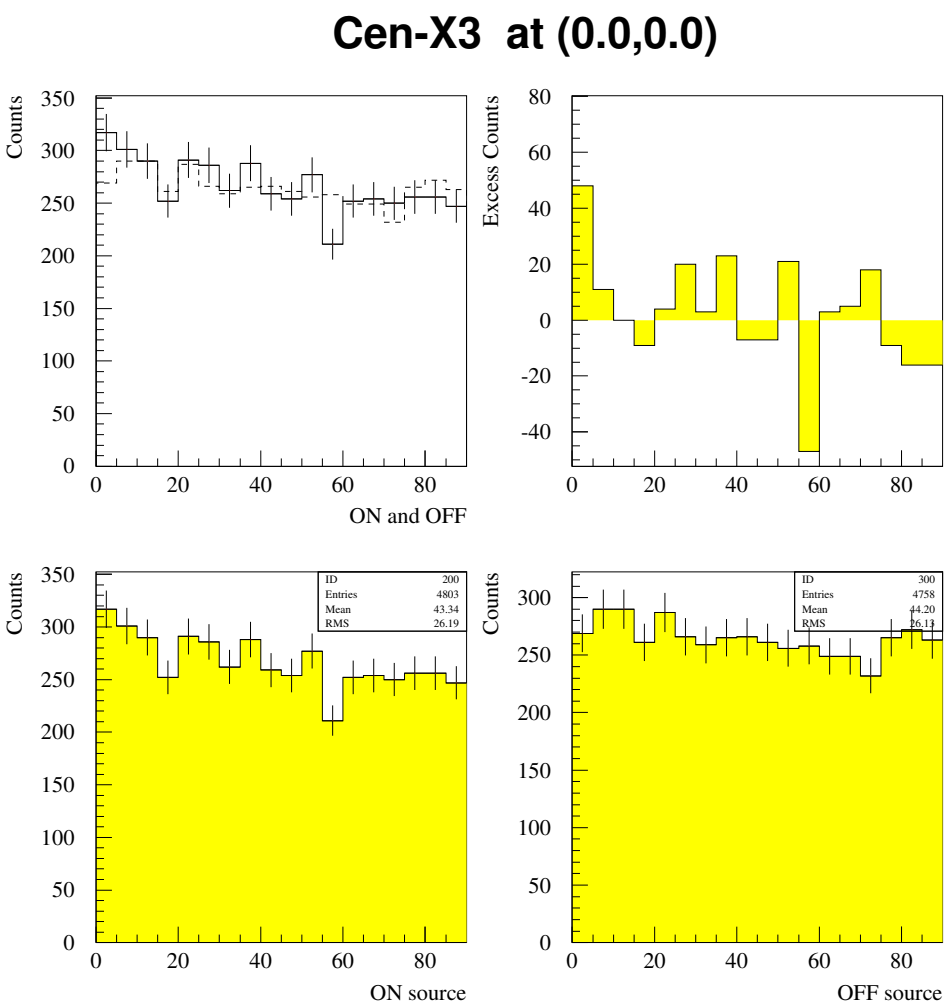


図 5.7: Cen X-3 の Alpha の分布と Excess。

5.4 フラックスの評価

5.4.1 積分フラックス

積分フラックス F は、ソースの微分フラックスをあるエネルギー値 (エネルギー閾値) 以上にわたってエネルギー積分したものであり、以下の定義に基づく。

$$F(>E) := \frac{N}{S_{eff} \times T} \quad photons/cm^2/s \tag{5.2}$$

ここで E は検出器のエネルギー閾値 (eV)、N はγ線のイベント数、S_{eff}は有効検出面積 (cm^2) そして T は観測時間 (sec) である。このうち観測から直接求まるのは N と T だけであり、他の量は計算機によるモンテカルロシミュレーションで見積もる必要がある。

エネルギー閾値 (E): CANGAROO 望遠鏡は大気を検出器として用いているためエネルギー閾値は追尾点の大気の深さ、すなわち天頂角に依存する。今回の Vela X-1、Cen X-3 の観測では天頂角 z は $10^\circ \leq z \leq 35^\circ$ であり、この範囲では E は一定であるとする。また E はトリガー条件や鏡の反射率にも依存する。

有効検出面積 (S_{eff}): 検出面積 S にγ線の検出効率ϵをかけたものである。検出面積は、シャワーの core distance とイメージパラメータ Distance の相関関係で定義する。検出効率はシミュレーションにより、
$\epsilon = \frac{\text{ハドロンカット後の}\gamma\text{線イベント数}}{\text{発生した}\gamma\text{線イベント数}}$
で定義する。

今回の解析では上記の量を見積もるために、MOCCA による空気シャワーシミュレーションのデータを用いた。シミュレーションの条件は、望遠鏡の光軸を天頂方向に設定して鏡の反射率は 0.7、PMT の量子効率を 0.2、そしてγ線の積分スペクトルのベキを$\gamma = 1.0$ と仮定した。発生させたγ線のイベント数は 1483 イベントである。これによると core 半径が$\sim$ 180m、検出効率は$\epsilon = 0.51$ となるから有効検出面積は $S_{eff} = 0.51 \times \pi(180 \times 100cm)^2 = 5.2 \times 10^8\ cm^2$ となる。またエネルギー閾値は$\sim 2TeV$ と見積もられる。

5.4.2 積分フラックス上限値

Vela X-1 と Cen X-3 からの統計的に有意な信号は確認されなかった。よってここでは上限値 (uppperlimit) を見積もる。

この観測で各天体からのγ線信号が 3σレベルで検出されたと仮定すると、その Excess count は Vela X-1 では $N = 89\ counts$,Cen X-3 では $N = 105\ counts$ になると評価される。これより上で見積もった有効検出面積と実際の観測時間から計算すると

- Vela X-1: $F(E > 2TeV) < 3.8 \times 10^{-12}\ photons/cm^2/s$
- Cen X-3: $F(E > 2TeV) < 3.5 \times 10^{-12}\ photons/cm^2/s$

の積分フラックス上限値を得る。

第6章　考察と結論

CANGAROO 望遠鏡によって南天の X 線連星である Vela X-1 と Cen X-3 が観測された。しかしいずれの天体からも有意なγ線信号は検出されず、Alpha の Excess 解析による観測全体での積分フラックス上限値は Vela X-1 で $F(E > 2TeV) < 3.8 \times 10^{-12}\ photons/cm^2/s\ (3\sigma)$、Cen X-3 では $F(E > 2TeV) < 3.5 \times 10^{-12}\ photons/cm^2/s\ (3\sigma)$ となった。

この結果を過去の VHEγ線観測と比較すると、TeV 領域でのおよそ 1 桁低い積分フラックス上限値を得たことになる。もし Durham、Potchefstroom の両グループが報告しているように 1TeV 付近で$\sim 10^{-11}\ photons/cm^2/s$ の軌道周期と相関のない一定したフラックスが実際にあるとするならば、今回の観測でもγ線信号が $9 \sim 10\sigma$レベルで検出されるはずである。したがって、この CANGAROO による観測結果によれば、彼らの主張するような持続性のフラックスの存在は否定せざるおえない。また、Cen X-3 に関する Durham の結果 (1998) が正しいと仮定した場合、今回得た上限値と比較すると $F \sim E^{-\gamma}$ とした時$\gamma > 1$ が最もらしいと言えるが、この点に関しては上述のフラックスに関することも含めて、エネルギー閾値を$\sim$ 200GeV 程度まで下げた観測を行なうことにより更にに明らかになるだろう。

今回の観測ではこれらの天体について ON-source, OFF-source ともに 15 時間程度の観測が行なわれたが、この天体の超高エネルギー現象の有無を結論づけるには決して十分な時間ではなく、さらに観測時間を重ねて統計精度を上げる必要がある。もしγ線が時間的に一定して到来していると仮定するならば、この観測で 1.5σの程度であるから、60 時間以上観測すれば 3σレベルでの検出が期待できる。特に Cen X-3 の Alpha 分布の傾向をみると、観測を続けることにより優位な信号が検出される可能性は否定できないと思われる。今回の解析では行なわなかったが、連星系ではある特定の連星軌道の位相やパルサーの位相に相関してγ線を発生している可能性があるために、周期解析を行なう必要もある。また観測時期を軌道の位相に合わせて選択したり、X 線バーストの発生に合わせた観測も必要である。

現在 CANGAROO グループでは、現行の 3.8m 望遠鏡の次期計画として口径 10m の望遠鏡を同サイトに建設中であり、1999 年度から稼働を始める。この望遠鏡によってエネルギー閾値を$\sim$ 100GeV へと大幅に下げることが可能と見積もられており、X 線連星系の超高エネルギー現象をさらに明らかにすることが期待される。

謝辞

本研究を行なうにあたり、2 年間にわたってあらゆる面で直接の御指導を頂きました木舟正教授に心から感謝致します。

データ解析など多くの面で御指導頂きました森正樹助教授ならびに東京工業大学 谷森達助教授に深く感謝致します。データ解析や観測装置に関してなど、様々なアドバイスをして頂いた宇宙線研究所 吉越貴紀氏、Mike Roberts 氏、Gavin Rowell 氏、Jamie Holder 氏そして河内明子氏に感謝致します。

また、様々な助言、御指導を頂いた CANGAROO Collaboration の皆様に深く感謝致します。

関連図書

[1] Kifune,Tadashi. *Present status of very high energy gamma ray observations*, Space Science Rev,**75**(1996)31-41

[2] Kifune,Tadashi.*et al.* *TeV Gamma Ray Emission from Southern Sky Objects and CANGAROO Project*, Proceedings of the Fourth Compton Symposium(1997)1507-1511

[3] 森 正樹.「超高エネルギーガンマ線天文学の歴史」, パリティー. Vol 13 No.08 1998-08

[4] 木舟 正、佐藤 文隆 他.「超高エネルギー天体」, 科学研究費重点領域、研究会集録 (1995,1996,1997).

[5] Charles,Philip A Seward. and Frederick,D. *Exploring the X-ray Universe*, Cambridge University Press(1996).

[6] Shapiro,Stuart L. and Teukolsky,Saul A. *Black Holes, White Dwarfs, and Nutron Stars*, John Wiley and Sons,Inc. 1983

[7] Weekes,T.C. *Very high energy gamma-ray astronomy*, Phys.Rep,**160**(1988)1-121.

[8] Bonnet-Bidaud,J.-M. and Chardin,G. *Cygnus X-3, A critical Review*, Phys.Rep,**170**(1988)325-404.

[9] O'Flaherty,K S.*et al. Serch for TeV emission from Cygnus X-3*, ApJ,**396**(1992)674-678.

[10] Kifune,Tadashi.*et al. Synchrotron X-ray haloes around gamma ray sources*, Mon.Not. R. astr. Soc,**228**(1987)243-250.

[11] Lamb,R.C.*et al. TeV gamma rays from Hercules X-1 pulsed at an anomalous frequency*, ApJ,**328**(1988)L13-L16.

[12] Gaisser,Thomas K. 著, 小早川 恵三 訳.「素粒子と宇宙物理」, 丸善株式会社 (1997).

[13] 佐藤 文隆.「岩波講座　現代の物理学 *11*、宇宙物理」, 岩波書店 (1995).

[14] 佐藤 文隆, 原 哲也.「宇宙物理学」, 朝倉書店 (1983).

[15] 坂下 志郎、池内 了.「宇宙流体力学」, 培風館 (1996).

[16] Padamanabhan,T. *Cosmology and Astrophysics*, Cambridge University Press.

[17] Rybicki,George B. and Lightman,Alan P. *Radiative Processes in Astrophysics*, Wiley.Interscience(1979).

[18] Burke,Bernard F. and Graham-Smith,F. *An Introduction To Rado Astronomy*, Cambridge University Press.

[19] Baltrusaitis,R.M.*et al. Evidence for 500 TeV gamma-ray emission from Hercules X-1*, ApJ.Lett,**293**(1985)L69-L72.

[20] Chadwick,P.M.*et al. Centaurus X-3 - A Source of High Energy Gamma Rays*, astro-ph/9802338 26 Feb 1998.

[21] Yoshii,T.*et al. Serches for ultra-high energy gamma rays from SN1987A and CentaurusX-3*, ApJ,**472**(1996)800-805.

[22] 加藤 貞幸.「放射線計測」, 培風館 (1994).

[23] Longair,Malcolm S. *High Energy Astrophysics*, Cambridge University Press.

[24] Fegan,David J. *γ/hadron separation at TeV energies*, Nucl.Part.Phys,**23**(1997)1013-1060.

[25] Yoshikoshi,Takanori. *Detection of Very High Energy Gamma Rays from the Direction of the Vela pulsar*, Dr.Thesis(1996).

[26] 速水 祥和. 修士論文, 東京工業大学 (1997).

[27] 大崎 孝史. 修士論文, 東京工業大学 (1996).

[28] Li,Ti-Pei. and Ma,Yu-Qian. *Analysis methods for results in gamma-ray astronomy*, ApJ,**272**(1983)317-324