

# 百 GeV ガンマ線観測のための新データ収集システムの構築

名古屋大学大学院理学研究科

素粒子宇宙物理学専攻

松岡 貴司

## 1 要旨

1950年代に早川とモリソンによって提案された $\gamma$ 線天文学は、近年非常に盛んになった研究分野である。 $\gamma$ 線の観測はエネルギーによって異なり、GeV領域(100MeV~数10GeV)では衛星観測、TeV領域(300GeV~数10TeV)では地上でのチェレンコフ望遠鏡、PeV領域では空気シャワーアレイを用いて行われている。現在、この分野の最前線は大型検出機器を用意して衛星観測と地上での観測とのエネルギーギャップを埋める方向に進んでいる。我々CANGAROOグループの次期10m望遠鏡はエネルギー閾値を100GeV以下にする。CANGAROO実験はTeV領域の $\gamma$ 線を観測するために1992年の2月に南オーストラリアのウーメラでスタートし、口径3.8mの反射望遠鏡を用いて3つの天体から高エネルギー $\gamma$ 線が到来していることを見つけた。

次期大口径望遠鏡にむけて様々な試験を我々は行っており、その一つにデータ収集システムの改良がある。望遠鏡の拡大に伴いイベントが増加するため、現在のシステムではデータ処理の不感時間が大きくなる。そのため一層高速なマシンが必要とされる。我々はその候補として、UNIXワークステーションを採用しテストすることにした。本研究では名古屋大学で新システムを構築し、1996年11月に現地で組み込み観測を行った。候補天体はCrab Nebulaで $\gamma$ 線天体として知られており $7\sigma$ のシグナルがCANGAROOで観測されている。平均的なトリガーレートは1Hz弱であるが視野内に明るい星が含まれレートが10Hz近くになることもある。新システムはモニターソフトを同時に動かした上で10Hzでもデータをとることができた。そして新システムは安定に動作しデータ収集及び解析をするに十分な能力を有することが確認できた。本論文では新データ収集システムの構築とその性能評価の結果を報告する。

## 2 序章

### 2.1 $\gamma$ 線天文学の概要

天文学において宇宙を観測することは可視光領域が主流であった。しかしそれから電波天文学、人工衛星や気球を利用したX線天文学が誕生し天体に対する多くのことが発見されてきた。たとえば、電波パルサーや宇宙背景放射、X線パルサー、 $\gamma$ 線バースト現象の発見等々である。

1960年の終りごろになると人工衛星による $\gamma$ 線の観測が始められるようになり宇宙を見る新しい窓が開かれた。 $\gamma$ 線は光や軟X線に比べて星間物質によって吸収されにくいためより深く宇宙を観測することができる。歴史的には、 $\gamma$ 線衛星SAS-2、COS-Bなどによって観測が行われ、 $\gamma$ 線で見えた銀河の構造が初めて明らかになった。1991年には10keV~10GeV領域の光子を観測する4つの検出器からなる大型衛星CGRO (Compton Gamma Ray Observatory) がNASAから打ち上げられ、その中の一つであるEGRET (Energetic Gamma Ray Experiment Telescope) 検出器は100MeV~10GeV領域で、現在までにカタログとなっているものだけで129個の $\gamma$ 線源を発見し (1st catalog ; Fichtel et al.,1994, 2nd catalog ; Thompson et al.,1995)、高エネルギー $\gamma$ 線領域で宇宙を観測することが宇宙物理学にとって大きな意味をもつようになった。しかし $\gamma$ 線のフラックスはエネルギーとともに急激に減少するので超高エネルギー領域 (TeV領域)を観測するには大面積を有する検出器が必要となりかつ膨大な観測時間を費やす。そのため人工衛星や気球を使用した場合はおのずとGeV領域(100MeV~数10GeV)の $\gamma$ 線が観測対象となる。TeV領域、PeV領域では、 $\gamma$ 線が大気中で作る電磁カスケードを利用して地上で観測される。現在われわれのチェレンコフ望遠鏡は $\geq 500$ GeVのエネルギー閾値をもつので、人工衛星観測の領域とおよそ一桁の開きがある。将来、衛星観測と地上での観測のエネルギー領域とオーバーラップしていく必要がある。

高エネルギー $\gamma$ 線は地球の大気に入射すると大気中で相互作用して二次粒子を作り空気シャワー現象を起こす。PeV領域では二次粒子が地上まで達するのでその粒子を直接観測することで $\gamma$ 線の観測が可能であるが、TeV領域では二次粒子は地上まで届かずその粒子を直接観測することができない。しかしシャワー中の荷電粒子が放出するチェレンコフ光が地上に到達する。この光を捕らえるように準備されたのが

チェレンコフ望遠鏡である。チェレンコフ光の観測は1960年代より行われているが初期のチェレンコフ光の観測は角度分解能が $\sim 1^\circ$ 程度で、また候補天体が視野内を通過する時にともなうトリガーレートの変化を計っていた。そのため陽子など銀河宇宙線によるバックグラウンドの影響を受け有意な統計精度を得ることができなかった。最近になってTeV  $\gamma$  線の到来方向を精度よく決定できる方法が開発され、今まで問題とされてきた陽子などの宇宙線による膨大なバックグラウンドを除去することが可能となった。この方法はイメージング法と呼ばれ、現在この分野で主流を占める方法であるが既にアイデアとしては1970年代後半からあった(Weeks and Turver, 1977)。この方法を用いたアメリカの Whipple グループは、活動銀河核 Mrk421(Punch et al., 1992)、Mrk501(Quinn et al., 1996) から TeV  $\gamma$  線を検出し、Crab Nebula(Vacanti et al., 1991、Reynolds et al., 1993) においては $34\sigma$ の信号の受信に成功した。また、南天では我々が推進している CANGAROO グループでも、Crab Nebula(Tanimori et al., 1994)、PSR1706-44(Kifune et al., 1995)、Vela Pulsar(Yoshikoshi, 1996) からの  $\gamma$  線を検出している。このようにチェレンコフ望遠鏡による超高エネルギー  $\gamma$  線の検出は確実なものとなり、超高エネルギー  $\gamma$  線天文学は確立した分野となった。

## 2.2 本研究の目的

これまで、我々が南天で観測に用いてきたデータ収集は OS-9 という OS(Operating System) を基盤としたソフトによって実施されていた。しかし、このシステムではトリガーレート(4.4節参)が10Hz 近くで不感時間が急に大きくなりデータ収集に影響がでる。また解析を行いながらデータ収集することが不可能であるなどの欠点がある。CANGAROO 望遠鏡による観測においては一事象のデータ数は2400byte、トリガーレートは1~3Hz であり、今後鏡のサイズが大きくなったときには数10Hz 程度になると考えられている。また  $\gamma$  線バーストなどの現象においてはそれ以上のレートが予想される。

それらのデータを効率よく収集するには今までとは異なる新しいシステムが、将来的にも必要とされる。また、得られるデータが正しくとれているかすぐに確認し無駄なく観測が行われていることを確認する必要も生じた。そこでデータ収集システムとして UNIX を用いたリアルタイム解析が可能なシステムを構築する必要が生

じた。本論文はこの新しく構築したデータ収集システムの性能とそれを用いた観測結果を報告する。

### 3 超高エネルギー $\gamma$ 線の観測

#### 3.1 $\gamma$ 線発生と粒子加速機構

##### 3.1.1 $\gamma$ 線発生機構

高エネルギー宇宙  $\gamma$  線は加速された電子や陽電子等の高エネルギー荷電粒子が物質と衝突して生成されると考えられている。高エネルギー  $\gamma$  線はこのような宇宙線の加速現象を研究する重要なプローブである。天体では中性原子、分子やプラズマなどさまざまな状態にある物質が多様な現象を引き起こす。しかしそれらの熱的平衡状態の温度よりもはるかに高い電子（陽電子）や陽子などによる素粒子反応が  $\gamma$  線の発生では中心的な役割を果たしている。高エネルギー  $\gamma$  線は陽子が星間物質や光と衝突してできる  $\pi^0$  の崩壊や、電子が光子に衝突して高いエネルギーにたたきあげる逆コンプトン散乱によって生成される。このような  $\gamma$  線が観測される現象は、超新星残骸、中性子星、ブラックホール、活動銀河核などのような天体であると考えられている。以下に  $\gamma$  線発生の過程を示す (Ramana Murthy and Wolfendale, 1986)。

##### ●逆コンプトン散乱による $\gamma$ 線

高エネルギーの電子が光子に衝突し、光子にエネルギーを与える。光子密度が高い領域において有効である。質量の小さい電子はシンクロトロン放射等によってエネルギーを失いやすいので PeV 領域の  $\gamma$  線発生に寄与しているとは考えにくい。TeV 領域の  $\gamma$  線はこの過程で生成されると考えられている。

##### ●制動放射による $\gamma$ 線

高エネルギーの電子（荷電粒子）が物質中の原子核のクーロン場と相互作用し、 $\gamma$  線が放射される。制動放射による光子は  $\sim 1/E_\gamma$  の形のスペクトルを示すため低エネルギーの光子が放射される。物質層またはプラズマの存在が必要である。

##### ●シンクロトロン放射による $\gamma$ 線

電子および陽電子が磁場中で運動すると荷電粒子の周囲の電磁場が振り落とされ  $\gamma$  線が放射される。強磁場中で有効である。

##### ● $\pi^0$ の崩壊による $\gamma$ 線

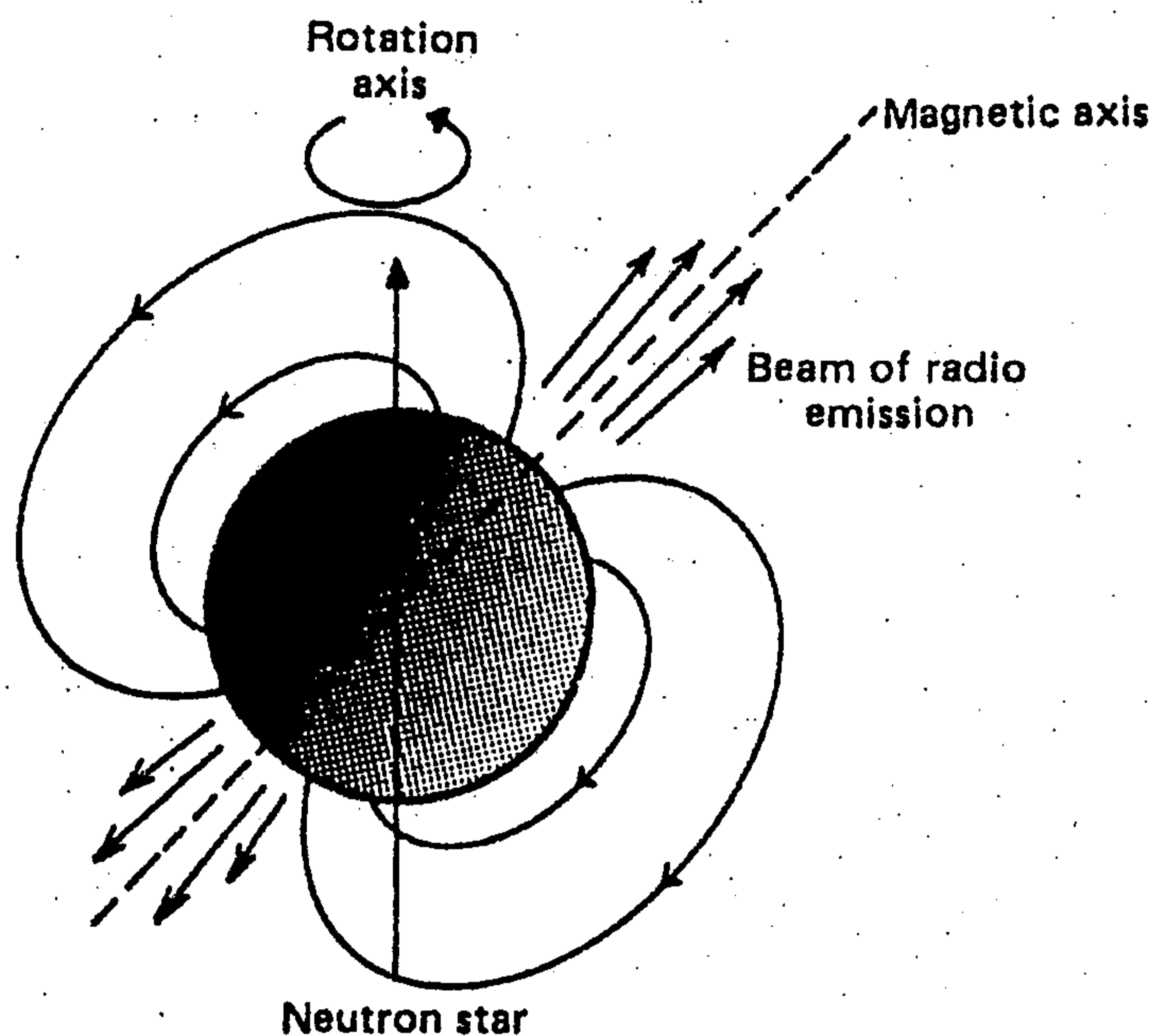


図 1: パルサーのモデルの概略図

宇宙線の大部分は陽子であり、これらの高エネルギーの陽子および重い原子核が星間物質と衝突し、 $\pi$ 中間子を作る。その中の中性パイオン ( $\pi^0$ ) は寿命が $\sim 10^{-16}$ sec ですぐに2個の $\gamma$ 線に崩壊する。

### 3.1.2 粒子加速モデル

前節のような過程で TeV  $\gamma$  線が生成するには少なくとも数 TeV 以上のエネルギーをもった荷電粒子の存在が必要であり、そのような加速が可能な天体が必要となる。そのような加速機構が可能と考えられている天体について説明する。

#### ●パルサー

パルサーにおいての高エネルギー $\gamma$ 線の生成は逆コンプトン散乱モデルで説明される。図1にパルサーの概略図を示す。パルサーの活動は強磁場をもった中性子星の回転エネルギーをエネルギー源としている。パルサーは短い周期(10msec~1sec)で自転しており、その周期に同期したパルスが観測されている。パルサーの回転速度は遅くなる傾向がみられており、これは回転エネルギーが宇宙空間に放出されていることを示唆している。周期が $\sim 1$ msecのパルサーについては放出するエネルギーは $\sim 10^{38}$ erg/secである。電波や可視光の低エネルギー領域では偏光がみられることからこれらの電磁波はシンクロトロン放射によるものと考えられている。パルサーか

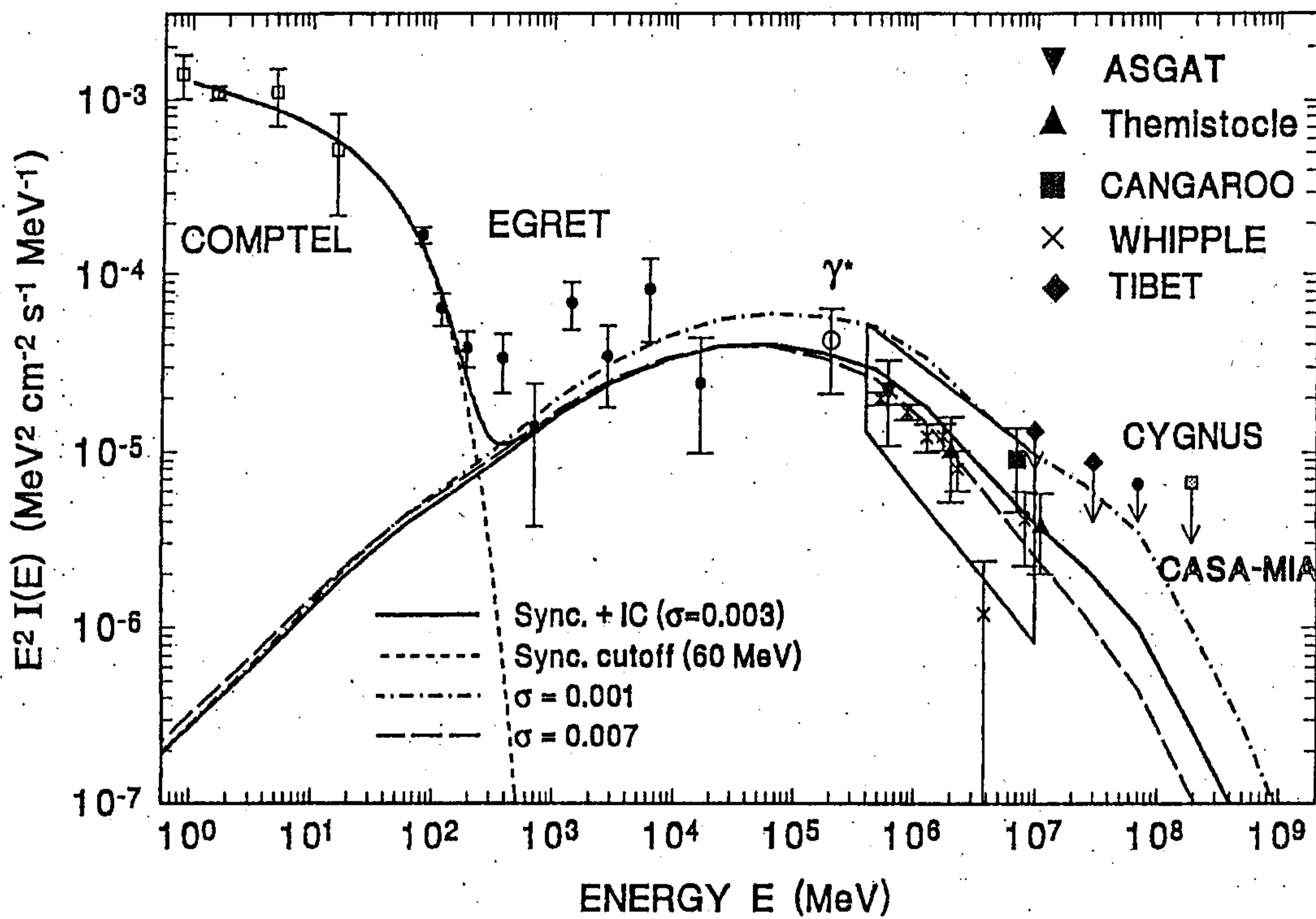


図 2: Crab Nebula からのスペクトル シンクロトロン放射-逆コンプトン散乱モデルで表している。

らのプラズマ流と星雲との衝突で生じるショックによって加速される高エネルギー電子が存在し、それによりシンクロトロン放射による光子は逆コンプトン散乱を受けさらに高いエネルギーにたたきあげられる (De Jager and Harding, 1992)。

パルサーの中でもよく知られている Crab について見てみると、Crab Nebula からの非熱的輻射は電波から  $\gamma$  線まで非常に広い波長域で観測されている。図 2 に Crab Nebula からの非パルス成分のスペクトルを示す (De Jager et al., 1995)。Crab Nebula において特徴的なのは GeV 領域まで見えているパルス成分が TeV 領域では見られず非パルス成分のみである。また 1 TeV で  $\sim 10^{-11}/\text{cm}^2\text{sec}$  のフラックスを示しており、衛星観測による GeV からの延長に比べて小さい。これからパルス成分は数 10 GeV から 100 GeV 近辺で急激に強度が減少し超高エネルギー領域では非パルス成分が主体になっている。つまり TeV  $\gamma$  線はパルサーの周りに形成される Nebula での逆コンプトン散乱で来ていることを示唆している。

#### ●活動銀河核

活動銀河核 (Active Galactic Nuclei: AGN) は可視光、電波、X線領域で観測されており普通の銀河に比べて非常に活動的な特徴を示す天体である。普通の銀河のエネルギー放出量が  $10^{43} \sim 10^{44} \text{erg/s}$  であるのに対し AGNs は  $10^{47} \sim 10^{48} \text{erg/s}$  である。また数日から数カ月の時間変動を示すことから放射領域の大きさは  $10^{15} \sim 10^{16} \text{cm}$  と推

定されている。このように比較的小さい領域から莫大なエネルギーが放射されていることから、エネルギー源としてその中心に $10^6 \sim 10^9 M_{\odot}$  ( $M_{\odot}$ :太陽質量)の質量を持つブラックホールが存在することを示唆している。AGNsの中心核からは高温プラズマが高速に近い速さでジェット状に噴き出されていて、 $\gamma$ 線放出はジェットに関係していると考えられている。そのモデルはジェット中の相対論的電子が低エネルギー光子を逆コンプトン散乱によって $\gamma$ 線までたたきあげるといふもの、または加速された陽子がジェット中の物質と原子核カスケードを起こし生成される $\pi^0$ の崩壊によるものがある。

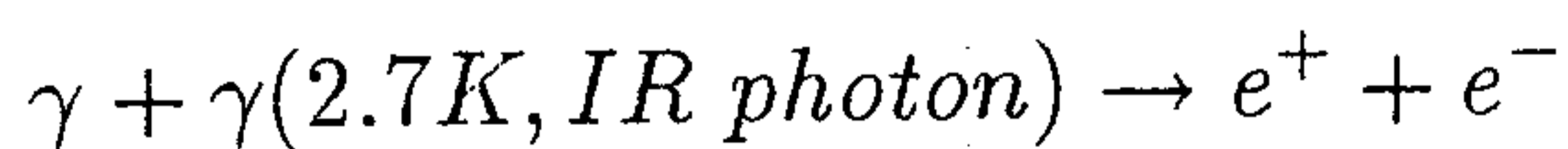
AGNsは銀河系外の天体で非常に遠いため銀河間空間を飛来する間に赤外光子による $\gamma$ 線の吸収を受けやすい。そのため距離の遠い天体からのTeV  $\gamma$ 線観測は困難であると考えられているが、比較的近距离のMrk421(赤方偏移 $z=0.031$ )(Punch et al.,1992)、Mrk501( $z=0.033$ )(Quinn et al.,1996)からの $\gamma$ 線検出が報告され大変注目を受けている。Mrk421については1994年と1995年に電波からTeV領域にわたる多波長同時観測が行われ、この時X線とTeV領域で同時のフレア現象が観測されている。それに対しEGRETによる観測(GeV領域)では際立った変動は見られなかった。図3に1995年の各波長でのライトカーブ、及び図4に多波長スペクトルを示す(Buckley et al.,1996)。

#### ●超新星残骸

超新星爆発の際に形成されるショックによって、荷電粒子の加速(Fermi加速)が可能であると考えられている。超新星残骸の残留物として中性子星が生成され、中性子星からのパルサー風は超新星残骸の存在するところでショックを受けると考えられている(Blandford,1980)。

#### 3.1.3 $\gamma$ 線の伝播

$\gamma$ 線は電荷を持たない中性粒子であるため銀河磁場による影響は受けない。しかし宇宙空間には2.7Kの背景放射、赤外光子が存在し以下の反応をする。



$\gamma$ 線はこのような過程で伝播中に吸収され、地球に到来する。この減衰を考慮にいれると遠くの $\gamma$ 線源ほどエネルギーの高い放射現象が起こっていることが必要とさ

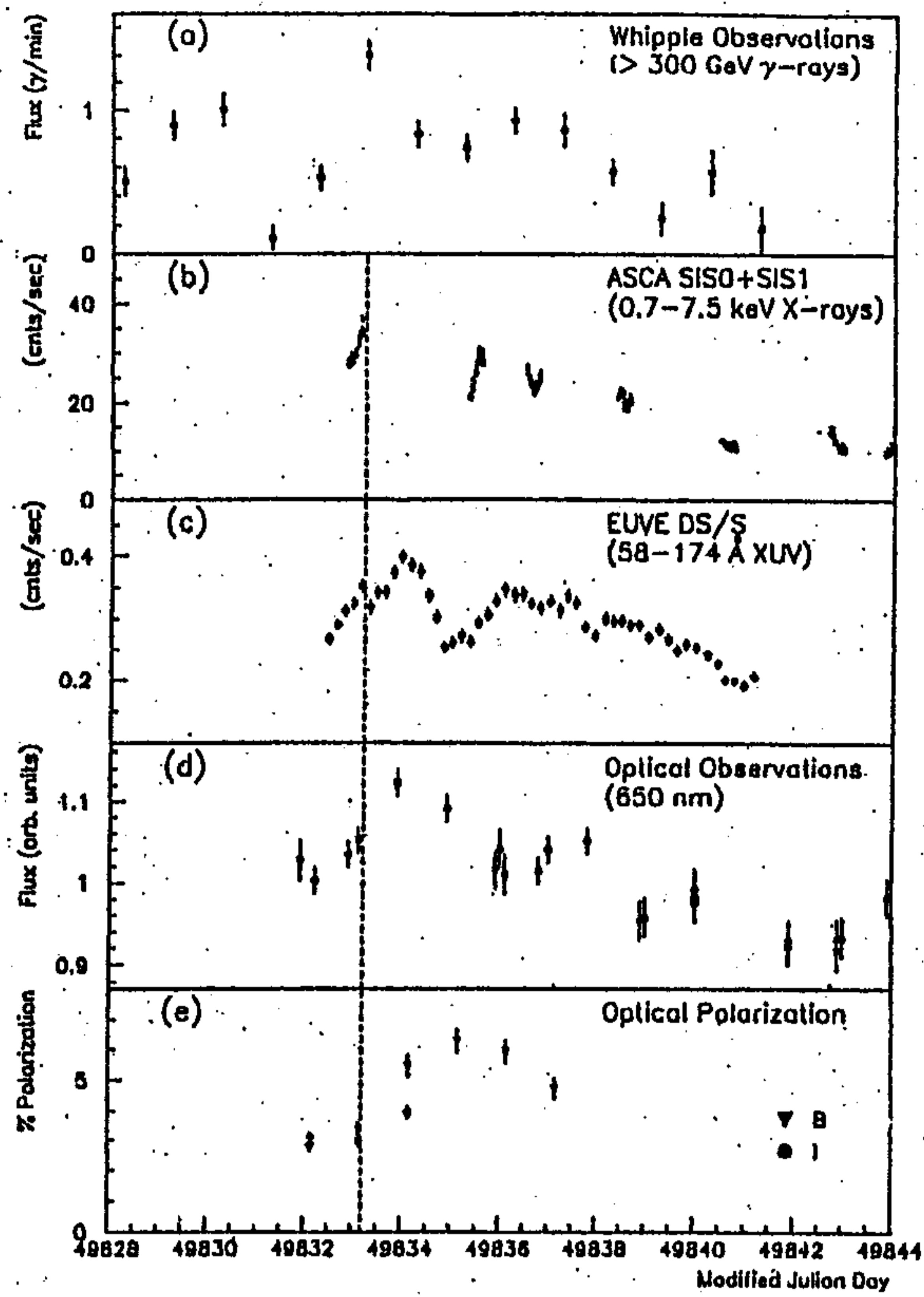


図 3: Mrk421 のライトカーブ

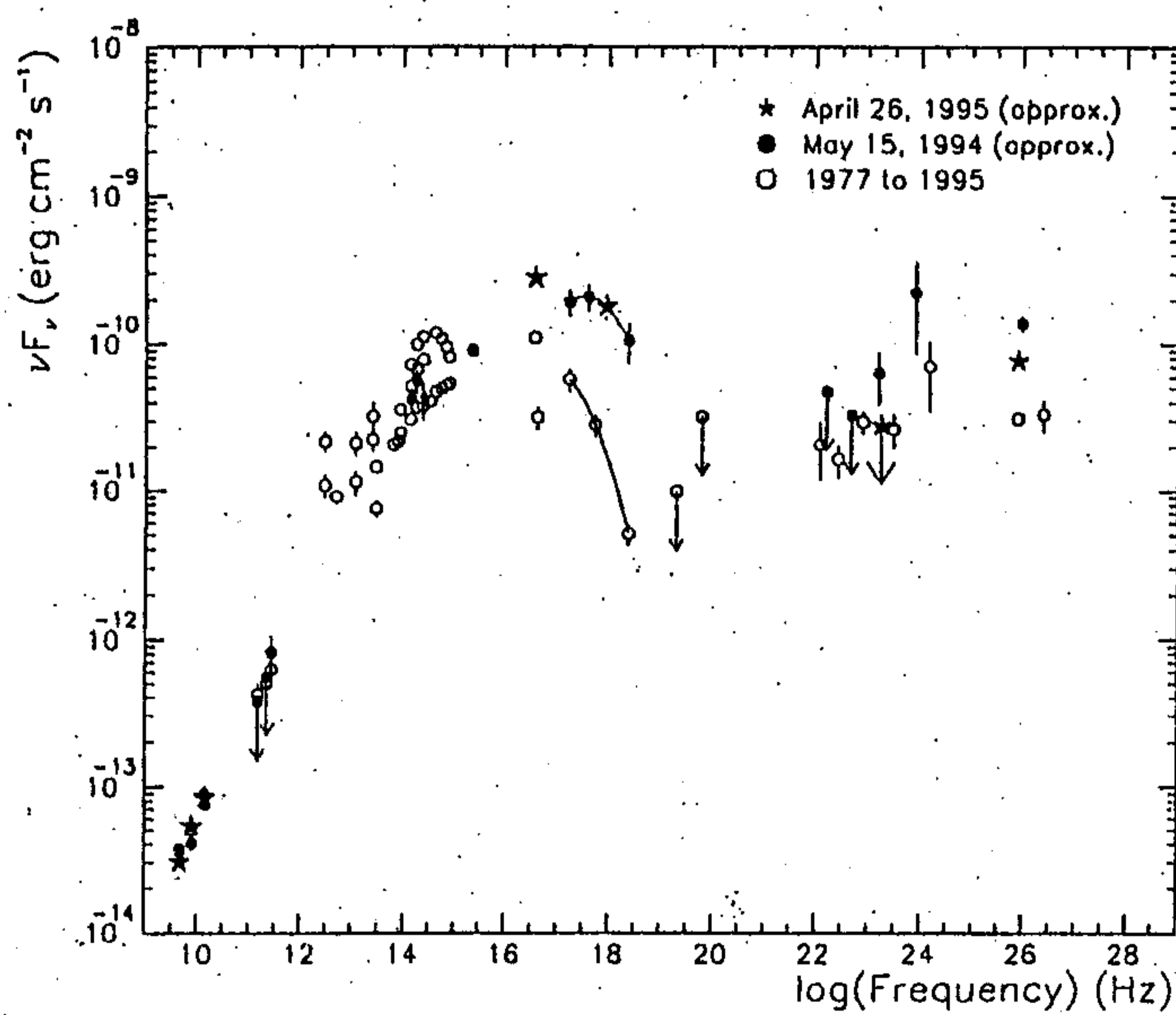


図 4: Mrk421 の多波長スペクトル



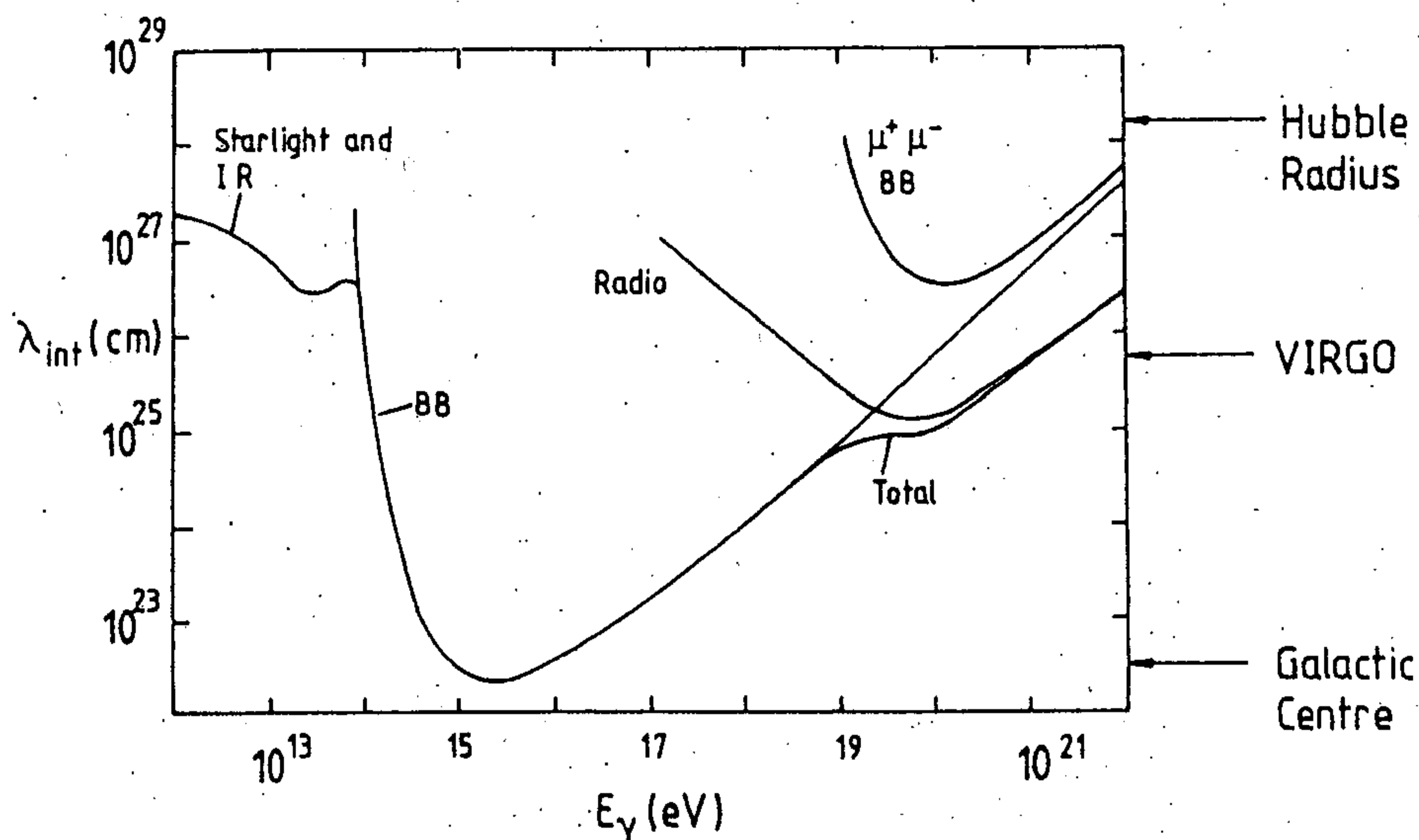


図 5: Interaction Length of  $\gamma$ -rays BB は 2.7K 背景放射を示す。

れる。図 5 に  $\gamma$  線が宇宙空間の粒子と衝突するまでの平均距離を示した図を示す (Ramana Murthy and Wolfendale, 1986)。これによると 3PeV 付近のエネルギーを持つ  $\gamma$  線が最も吸収を受けやすい。

## 3.2 $\gamma$ 線観測の現状

### 3.2.1 人工衛星による観測 (GeV 領域)

GeV 領域の  $\gamma$  線は大気で吸収されるため、この領域の  $\gamma$  線の観測は気球、衛星などに検出器を搭載して行われている。1991 年に打ち上げられた CGRO 衛星は 4 つの異なるエネルギー領域に感度をもつ検出器を搭載し  $\gamma$  線を観測している。その一つである EGRET 検出器のエネルギー領域は 30MeV~30GeV と 4 つの測定範囲内で最も高い。EGRET の検出有効面積のエネルギー依存性は、100~200MeV で約  $1.0 \times 10^3 \text{ cm}^2$ 、0.5~1GeV で約  $1.5 \times 10^3 \text{ cm}^2$  となっている。硬いスペクトルを持つ明るい天体であればその位置決定精度は 5~10arcmin である。視野は  $40^\circ$  である。EGRET 検出器は図 6 に示すようにバックグラウンドとなる荷電粒子を除去するための anti-coincidence system、 $\gamma$  線による電子陽電子対の飛跡を観測するスパークチェンバー、粒子の入射方向を決定する TOF カウンターおよび電子陽電子のエネルギーを決定する NaI(Tl) カロリメータ (Total Absorption Shower Counter:TASC) で構成されている (Thompson et al., 1993)。

CGRO 衛星がうち上がる前には SAS-2、COS-B などの衛星観測により銀河円盤に

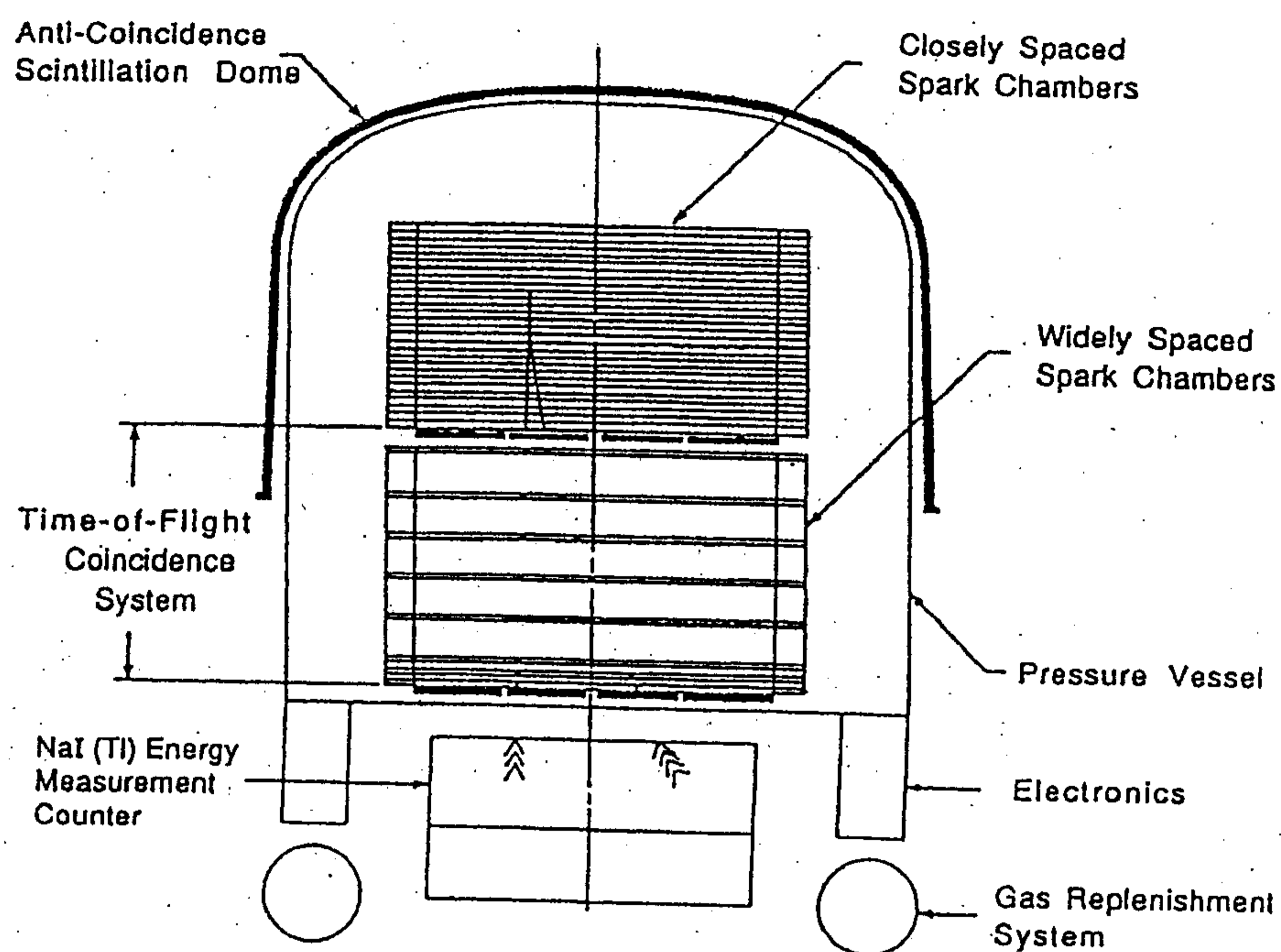


図 6: EGRET 検出器の概観図

そつた 20 個程度の  $\gamma$  線源が発見されてきたが、EGRET 検出器によって 129 個もの  $\gamma$  線源が発見された (表 1、図 7)。また、銀河系外の天体においてもそれまでほとんど発見されていなかったが EGRET は 40 個以上もの天体から  $\gamma$  線が放出されていることを発見し、高エネルギー  $\gamma$  線天文学を "天文学" に高めた。これらの天体の中には  $\gamma$  線のエネルギー放出が可視光、X 線に比べて極端に大きく、 $\gamma$  線で初めて発見された Geminga パルサーも含まれている。

表 1: 高エネルギー  $\gamma$  線源の数

高エネルギー $\gamma$ 線点源	点源の数
pulsars	5
AGN(Active Galactic Nuclei)	40 ( $> 5\sigma$ )
AGN	11 ( $4\sigma \sim 5\sigma$ )
unidentified	71 (32:銀河緯度 $<  10^\circ $ , 39:銀河緯度 $>  10^\circ $ )
LMC	1
solar flare(June 11.1991)	1

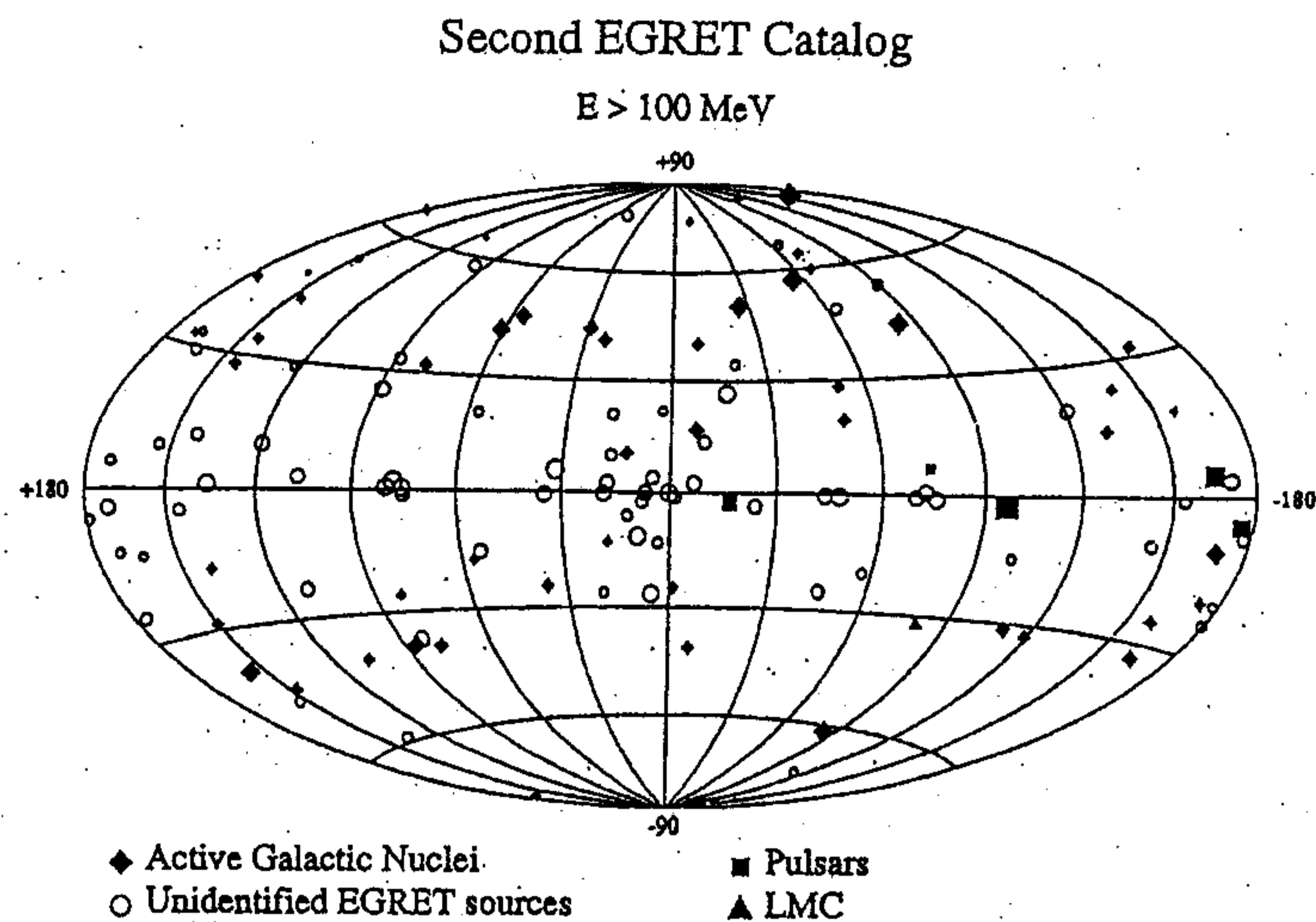


図 7: EGRET の 2nd catalog  $\gamma$  線源が銀河円盤上のみならず銀河系外に分布しているのがわかる (銀河座標)。

### 3.2.2 地上でのチェレンコフ光による観測 (TeV 領域)

GeV 領域の  $\gamma$  線観測は衛星などで行われるが第 1 章で述べたように TeV、PeV 領域の観測を衛星で実施するのはフラックスが少ないため困難である。PeV 領域では上空の大気で発生した空気シャワー中の荷電粒子を直接とらえることが可能であるが、TeV 領域ではその荷電粒子の大部分は地上に到達する前に減衰してしまう。このため TeV 領域では二次粒子である荷電粒子から発生するチェレンコフ光をとらえることによって行われている。チェレンコフ光は地上で半径約 150m の円の中にはほぼ一様にやってくる。空気シャワーに伴うチェレンコフ光の継続時間は  $\leq 10\text{nsec}$  と非常に短い。そのため一様にやってくる他の光 (星光、大気の発光、黄道光、人工光) と区別することができる。しかし可視光を用いているために月のでていない夜間しか観測は行えず、また人工光の少ない観測場所である必要がある。われわれが観測をおこなっているウーメラはそういった意味でも適した場所である。

我々 CANGAROO グループは南半球に望遠鏡を設置しており主に南天の天体を候補として観測している。北半球においてはいくつかのグループがあるので以下に紹介する。

#### ●Whipple Observatory

北緯  $31.5^\circ$ 、高度 2300m (アメリカ、南アリゾナ) にある Whipple の解像型チェレン

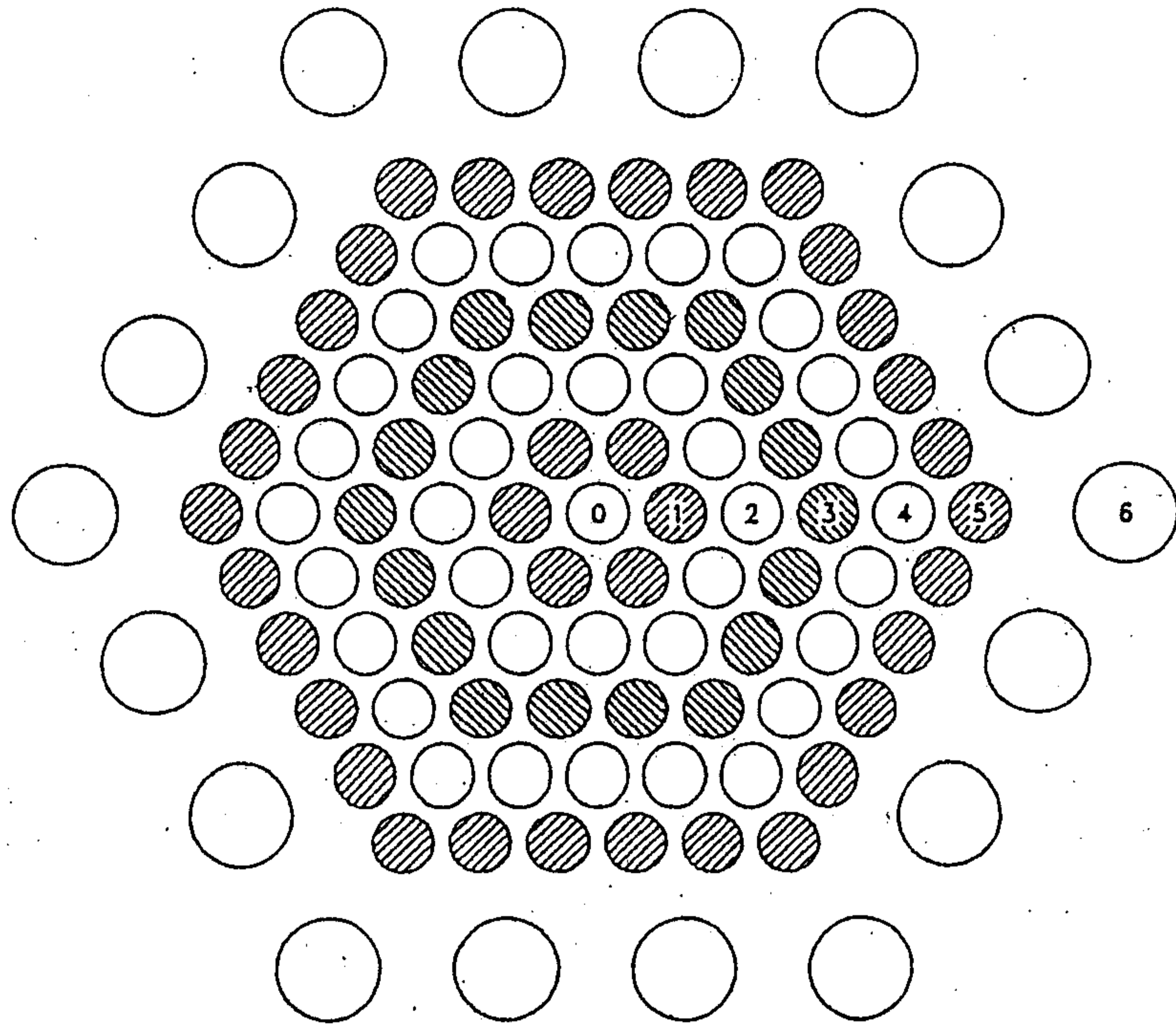


図 8: Whipple のイメージングカメラ

コフ望遠鏡は 248 枚の球面鏡を組み合わせた直径 7.3m、焦点距離 7.3m で経緯台にマウントされている。焦点面には 109 本の光電子増倍管が配置されており、直径 2.5cm のが 91 本、直径 5.0cm のが 18 本ある。全体の視野はおよそ  $3.5^\circ$  である (図 8)。(責任者: T.Weeks)

#### ●THEMISTOCLE

フランスのピレネー (標高 1600m) にあるチェレンコフ望遠鏡を用いて観測を行っている。鏡の直径 80cm、焦点距離 40cm の放物面鏡を 18 個配置している。それぞれの焦点面には光電子増倍管があり、チェレンコフ光の到着時刻の差を  $0.1nsec$  の精度で計ることができ  $\gamma$  線の到来方向を決定することができる (精度  $3mrad$ )。エネルギー閾値は  $3TeV$  で、 $15TeV$  までの連続した Crab Nebula のスペクトルを示している。(責任者: P.Fleury)

#### ●CAT

CAT(Cherenkov Array at THEMIS) は 1996 年から観測を始めたグループで前述の THEMISTOCLE と ASGAT が観測を行っている場所に望遠鏡を設置している。CAT の望遠鏡は直径 50cm の鏡を 90 枚組み合わせ、全体の反射面積は  $17m^2$  である。焦点面には光電子増倍管が 534 本配置されていて全体の視野は  $4.8^\circ$  と現在最も高解像度のチェレンコフ望遠鏡である (図 9)。(責任者: B.Degrange)

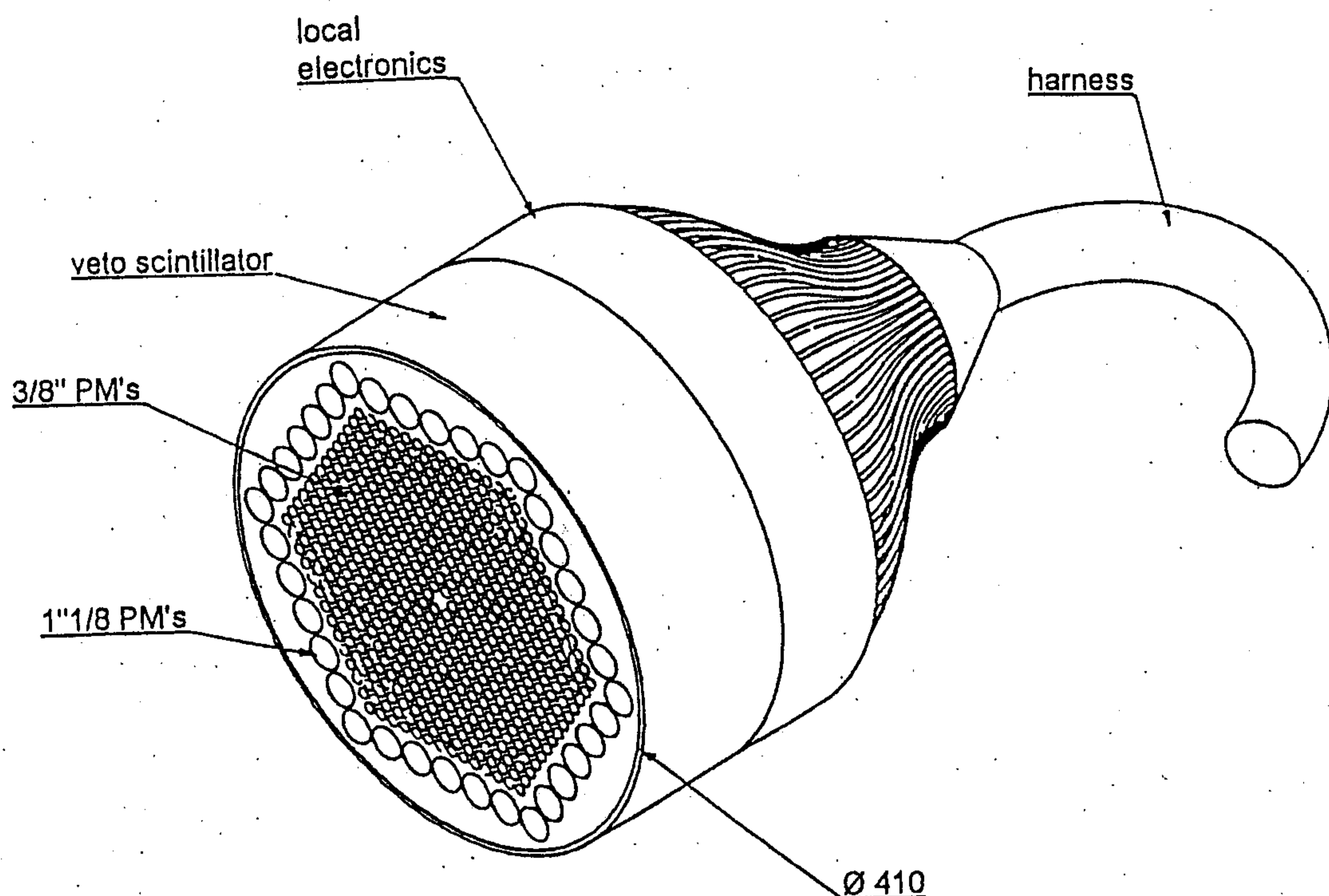


図 9: CAT のイメージングカメラ

### ●HEGRA

カナリア諸島のラパルマ島 (28.75°N、17.89°W、標高 2200m) にチェレンコフ望遠鏡を設置して観測を行っている。直径 60cm の球形の鏡を 18 個並べており鏡の面積は  $5m^2$  である。焦点面には 109 本の光電子増倍管が配置されていて全体で  $3.25^\circ$  の視野を持つ。(責任者: R.Mirzoyan)

### ●CANGAROO

Whipple Group などが北天をリサーチしているのに対し、我々 CANGAROO グループは南半球の TeV  $\gamma$  線の研究を目的に進められている。我々の望遠鏡は以降で詳しくのべるが Whipple Group に比べ鏡面精度、カメラの解像度、時間情報等の点で性能が優れたものをもっている。標準天体である Crab Nebula も北天のみならず、我々の望遠鏡を使って南天で観測されており有意な結果を得ている。(責任者: T.Kifune)

#### 3.2.3 空気シャワーアレイによる観測 (PeV 領域)

PeV 領域においては空気シャワー中の荷電粒子が地上に到達することができるため、地上に配列された多数の粒子検出器によって観測される。地上に配置された多数の検出器によりシャワーの到達時刻を測り、その時間差を測定することでシャワーの到来方向、入射軸を知ることができ、また粒子の密度から入射した 1 次粒子のエネ

ルギーを決定することができる。

#### ●Tibet-AS $\gamma$

中国のチベット自治区、羊八井（高度4300m）にある空気シャワーアレイで1990年にTibet 1として始まった。Tibet 1はシンチレーション検出器65台からなる空気シャワー観測装置である。1995年には高角度分解能を有する空気シャワー観測装置（Tibet 2）がスタートし、それは221台の $0.5m^2$ シンチレーション検出器が15m間隔で格子状に配列されたものである。検出器の前には $\gamma$ 線を電子対に変換するための厚さ5mmの鉛が置かれていて、検出器のうち185台は高速な光電子増倍管が取り付けられている。また角度分解能は約 $1^\circ$ である。シャワーアレイは高度の高いところで行われるため低いエネルギー閾値をもち（約10TeV）、チェレンコフ光では観測できない領域の観測を行っている。（責任者: T.Yuda）

#### 3.2.4 TeV $\gamma$ 線観測の現状と将来

以上のように $\gamma$ 線の観測はエネルギー領域によって観測方法が異なってくる。衛星観測（GeV領域）のエネルギー閾値は30GeVで、またチェレンコフ光による観測（TeV領域）のエネルギー閾値はおよそ500GeV以上であり観測されていない空白のエネルギー領域が存在する。

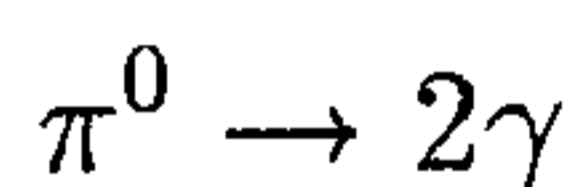
大口径望遠鏡を用いることによってエネルギー閾値を100GeVかそれ以下に下げることができる。我々CANGAROOグループは1998年をめぐりに7(10)m望遠鏡を現地（ウーメラ）に設置する予定であり、現在その準備が進められている。空白の領域（30GeV~500GeV）を観測することにより高エネルギー $\gamma$ 線を放射する天体の数を増やすことができ、また赤方偏移 $z$ が大きなAGNsのエネルギースペクトルやパルサーの構造などが明らかになってくる。またイベントが増えることで、今まで数日間かけて観測しなければ $\gamma$ 線の信号を確認できなかった天体を短期間で確認できることになり観測効率も上がるようになる。

## 4 チェレンコフ光による観測

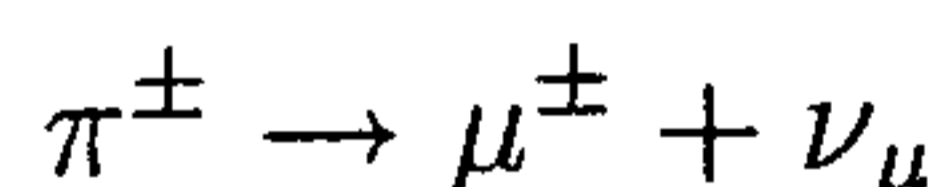
### 4.1 チェレンコフ光の発生機構

前節で述べたように、TeV領域ではチェレンコフ光を捕らえることで $\gamma$ 線を観測する。この節ではチェレンコフ光の発生機構について述べる。大気中に高エネルギー粒子が入射すると地球大気中の原子核との反応により二次粒子が発生し、空気シャワー現象が起こる。入射した粒子のエネルギーはシャワー中の二次粒子に分けられ個々の粒子の平均エネルギーはシャワーの発達とともに減少していく。最後には電離損失過程がおもになりシャワーの発達が終わる。

空気シャワーの発達の様子を図10に示す。一次粒子が $\gamma$ 線の場合、電子対創生とその電子、陽電子による制動放射を繰り返すことによる電磁カスケードが起きる。多くの電子は広い範囲に散乱されることになる。また一方で、一次粒子が原子核の場合、 $\mu$ 、 $\pi$ 、 $K$ 、 $p$ 、 $n$ といった二次粒子が生じその二次粒子がさらに衝突を繰り返して核カスケードが発達する。生成される二次粒子は主に $\pi^\pm, \pi^0$ であり、 $\pi^0$ は寿命が $0.83 \times 10^{-16}$ 秒と短く、



と崩壊する。この $\gamma$ がさらに電子対創生で電子、陽電子を生成し $\gamma$ 線シャワーと同じ電磁カスケードも引き起こす。また $\pi^\pm$ は10GeV以下のエネルギーになると



と崩壊し核カスケードを引き起こしていく。空気シャワーの初段階で発生した高エネルギーの $\mu$ 粒子は寿命が長く( $10^{-6}$ 秒)崩壊することなく地上に到達することができる。このように一次粒子が原子核である場合は核カスケードと電磁カスケードが混じったものとなり複雑なシャワーを形成する。空気シャワーの総粒子数は $10^5$ 個のものから $10^9$ 個のものまでがよく観測されている。

PeV領域の $\gamma$ 線であれば二次粒子が地上まで到達し、直接粒子を観測することが可能となるがそれ以下のエネルギーになると地上に到達する前に減衰してしまい間接的に観測することが要求される。そのため二次粒子から発生するチェレンコフ光を利用する。大気は350nm以上の可視光をあまり散乱・吸収しないのでチェレンコフ光は地上で観測することが可能である。媒質中(屈折率 $n$ )を荷電粒子が速度 $\beta$ で進

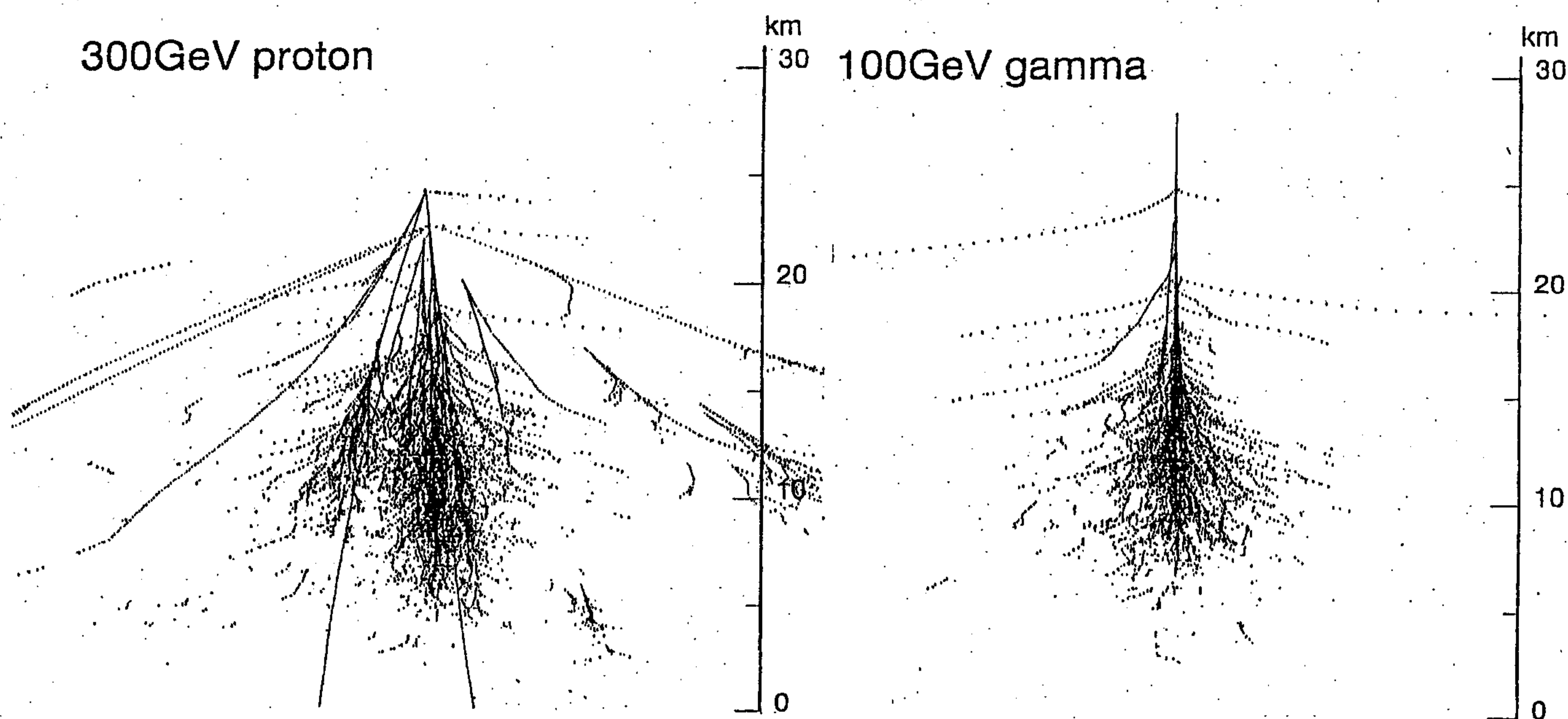


図 10: 空気シャワーの発達の様子 左図が陽子によるもの、右図が $\gamma$ 線によるもの

むとすると、チェレンコフ光が放射される方向と粒子の進行方向の角度  $\theta$  は、

$$\cos \theta = \frac{1}{n\beta} \quad \left( \beta = \frac{v}{c} \right)$$

と表される。大気の屈折率はわずかに 1 より大きく 1 気圧で 1.000292 であり、21MeV 以上のエネルギーの電子は大気中で約  $1.38^\circ$  の角度でチェレンコフ光を出す。電荷  $Z$  の粒子のチェレンコフ光によるエネルギー損失は、

$$-\frac{dE}{dx} = \frac{4\pi^2 Z^2 e^2}{c^2} \int_{\beta n \geq 1} \left( 1 - \frac{1}{\beta^2 n^2} \right) \nu d\nu$$

である。ここで  $\nu$  はチェレンコフ光の振動数である。これから粒子が距離  $l$  を走った時の波長  $\lambda_1 \sim \lambda_2$  の間で発生する光子の数  $N$  は、

$$N = 2\pi\alpha Z^2 l \left( \frac{1}{\lambda_2} - \frac{1}{\lambda_1} \right) \left( 1 - \frac{1}{\beta^2 n^2} \right)$$

となる。ここで  $\alpha$  は微細構造定数 ( $\alpha = \frac{e^2}{\hbar c}$ ) である。地上で  $\beta = 1$  の粒子が 1m 走った場合、300 ~ 550nm の波長域では約 40 個の光子が放出されることになる。地上でのチェレンコフ光の分布は空気シャワーの発達を反映し、 $\gamma$  線の場合シャワー軸に対して対称に分布していて光子の密度は一様である。それに対し、陽子などの原子核の



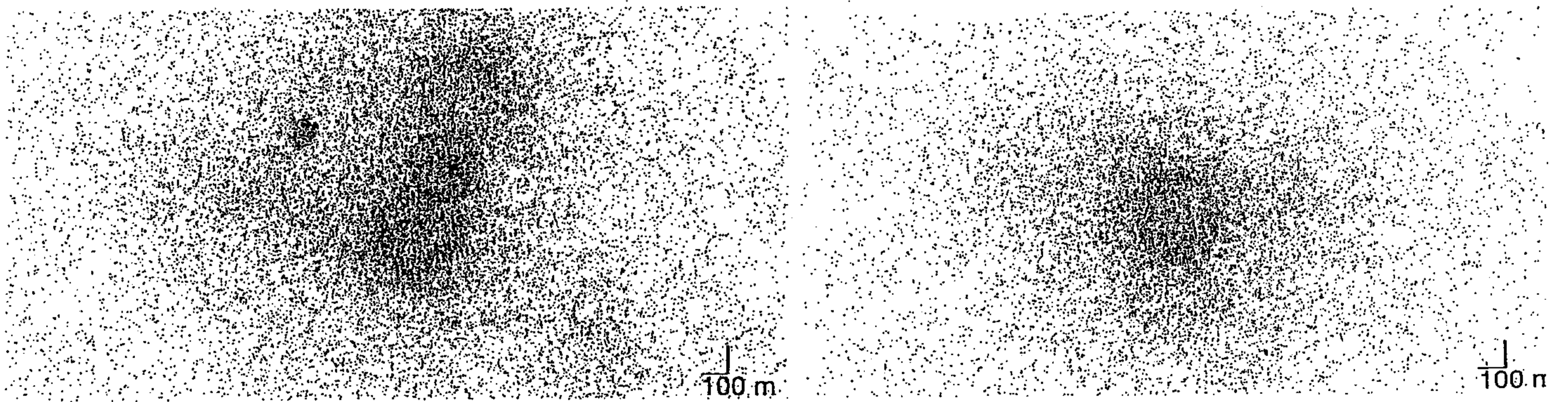


図 11: 空気シャワーからのチェレンコフ光の地上での分布。左図が陽子によるもの、右図が $\gamma$ 線によるもの。

場合は局所的に生成される $\pi^0$ からの電磁カスケードによるものであり地上での光子の密度分布は不規則なものとなる。 $\gamma$ 線と原子核シャワーからのチェレンコフ光の分布を図 11 に示す。 $\gamma$ 線によるチェレンコフ光の分布はシャワー軸から 150m 付近まではほぼ一様であるため検出有効面積は  $10^4 m^2$  と衛星観測に比べて格段に大きくなる。しかも光量から入射した $\gamma$ 線のエネルギーを測定することができる。このような過程でチェレンコフ光を反射望遠鏡で捕らえることにより、TeV の $\gamma$ 線を地上で観測することが可能となる。いわば高エネルギー $\gamma$ 線を検出するために大気を検出器として用いるわけである。

#### 4.2 イメージング法による解析

$\gamma$ 線の観測においては陽子などによる電磁カスケードの事象が圧倒的に多い。 $\gamma$ 線のフラックスは陽子の $\frac{1}{1000}$ のため陽子は膨大な雑音となる。そのバックグラウンドをいかに除去するかが $\gamma$ 線の観測において重要な過程となる。チェレンコフ光を利用した観測の原理を図 12 に示す。チェレンコフ光を放物面の鏡で捕らえたとき、焦点面上にその像が映し出される。焦点面には多数の光電子増倍管が配置してありチェレンコフ光の像がとらえられる。2.1 節で述べたようにシャワーの発達が一次粒子によって異なってくるため、焦点面上での像にも反映され $\gamma$ 線と原子核のどちらによる

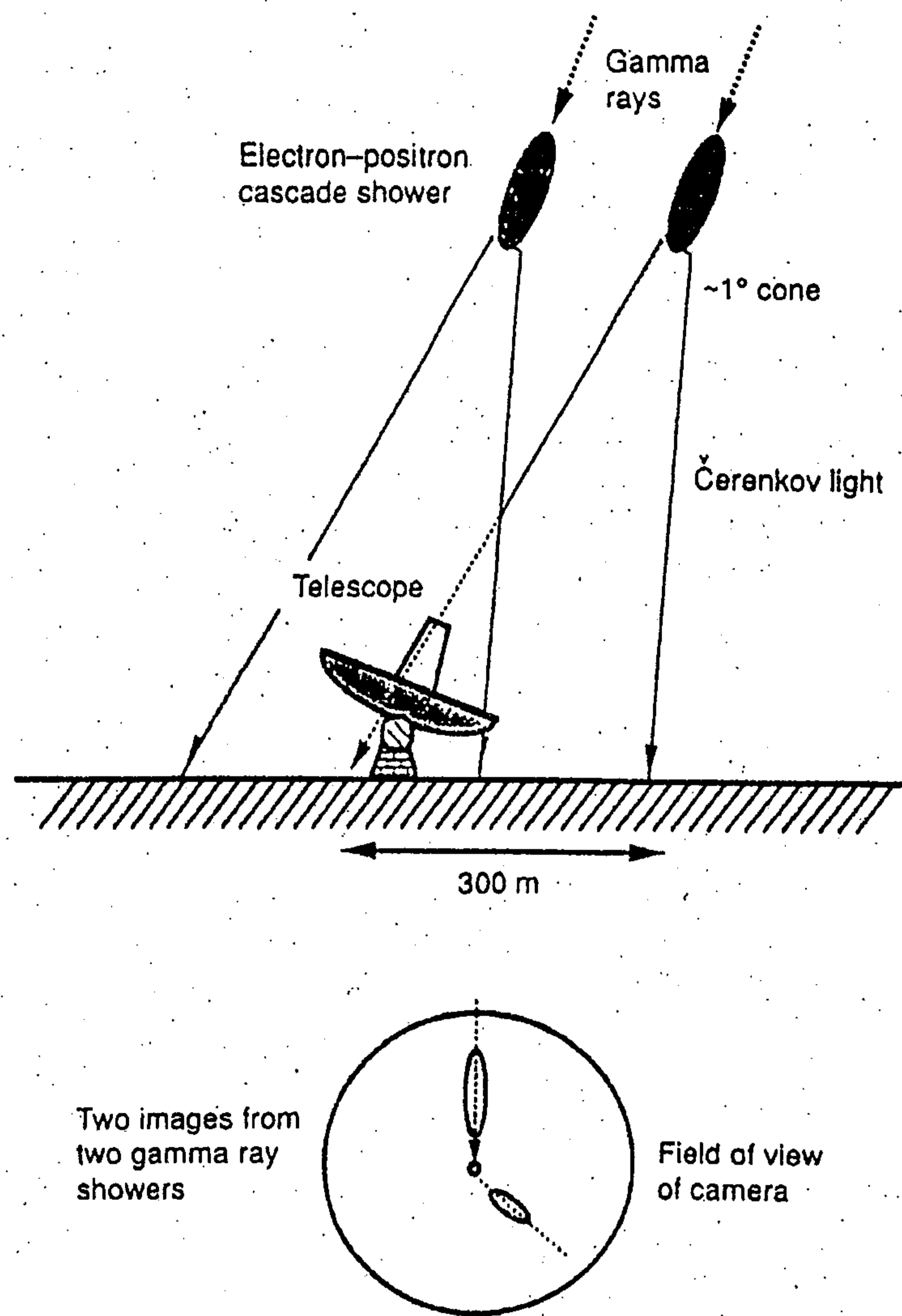


図 12: 解像型チェレンコフ望遠鏡の原理。下の円は望遠鏡の視野内を表し、その中の楕円がチェレンコフ光の広がりを見せている。楕円で近似される像の形状の長軸の方向が $\gamma$ 線の到来方向と一致する。長軸と望遠鏡の光軸の方向とがなす角 $\alpha$ は、追尾する点源方向から到来したシャワーに対して $\sim 0^\circ$ となる。像の形状は長さ (length) 及び幅 (width) で特徴づけられ、 $\gamma$ 線シャワーと宇宙線陽子シャワーとの識別に用いられる。

ものかを区別することが可能となる。

陽子などの原子核シャワーでは横方向への広がりが大きく、また粒子の運動方向が不規則なため、鏡でとらえたときに焦点面上に結ぶ像は大きく不規則なものとなる。さらに一次粒子はランダムな方向から到来するので、焦点面上では一様な分布を示すことになる。

一方、 $\gamma$ 線の場合シャワーの横方向への広がりが小さくシャワー軸に対してシャワーの発達が放射状になるため、焦点面上に反映される像は小さくまとまった形をとる。また $\gamma$ 線を放射している天体に鏡を向けた時には鏡の軸と平行に到来するので、その像は焦点面上で放射状に分布する。以上のことを利用して宇宙線による雑音を除去しようというのがイメージング法である。焦点面上の像を楕円として近似し、それに対するパラメータを定義する。シミュレーションによる焦点面上での像、及び一般的に使われるパラメータを図 13 と図 14 に示す。

- Width 楕円の短軸方向のイメージの広がり (標準偏差)
- Length 楕円の長軸方向のイメージの広がり (標準偏差)
- Distance イメージの重心と視野中心との距離
- Concentration 最も光量の多い二本の光電子増倍管の光量の全体の光量に対する割合
- Azwidth 視野中心の方向からのイメージの広がり (標準偏差)
- Alpha イメージ重心と視野中心を結ぶ直線と楕円の長軸とのなす角

Width, Length は焦点面上での像の大きさを表し、Alpha, Azwidth は到来方向の情報を与える。この中でも Alpha が  $\gamma$ 線の決定において重要なパラメータである。 $\gamma$ 線によるシャワーではシャワーの向きが一点を中心として放射状に分布するため、Alpha の値に対する分布は  $\sim 0$ 度付近でピークをつくる。これによりハドロンによるものか  $\gamma$ 線によるものかを区別することができる。Whipple Observatory では、このパラメータを使って雑音を減少させることにより Mrk421 から  $6.3\sigma$ 、Crab Nebula から  $34\sigma$  の  $\gamma$ 線を検出した (図 15)。また、我々 CANGAROO でも同様の方法で Crab Nebula ( $5.9\sigma$ )、PSR1706-44 ( $8.5\sigma$ ) (図 16)、Vela Pulsar から  $6\sigma$  の統計精度で  $\gamma$ 線の受信に成功した。

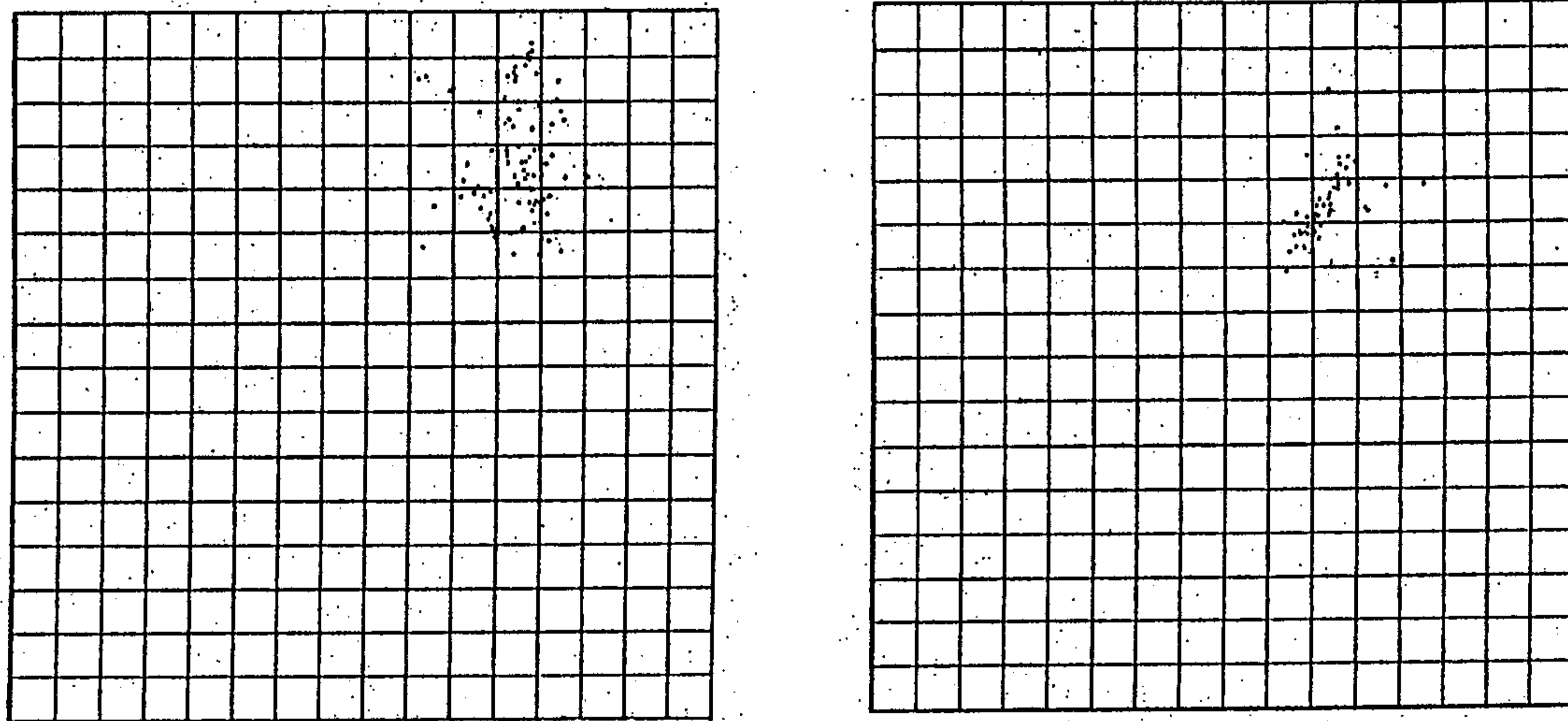


図 13: 焦点面でのイメージ 左図が陽子、右図が $\gamma$ 線によるものである。小さな四角は光電子増倍管を表し16×16で配置し全体で3°の視野である。

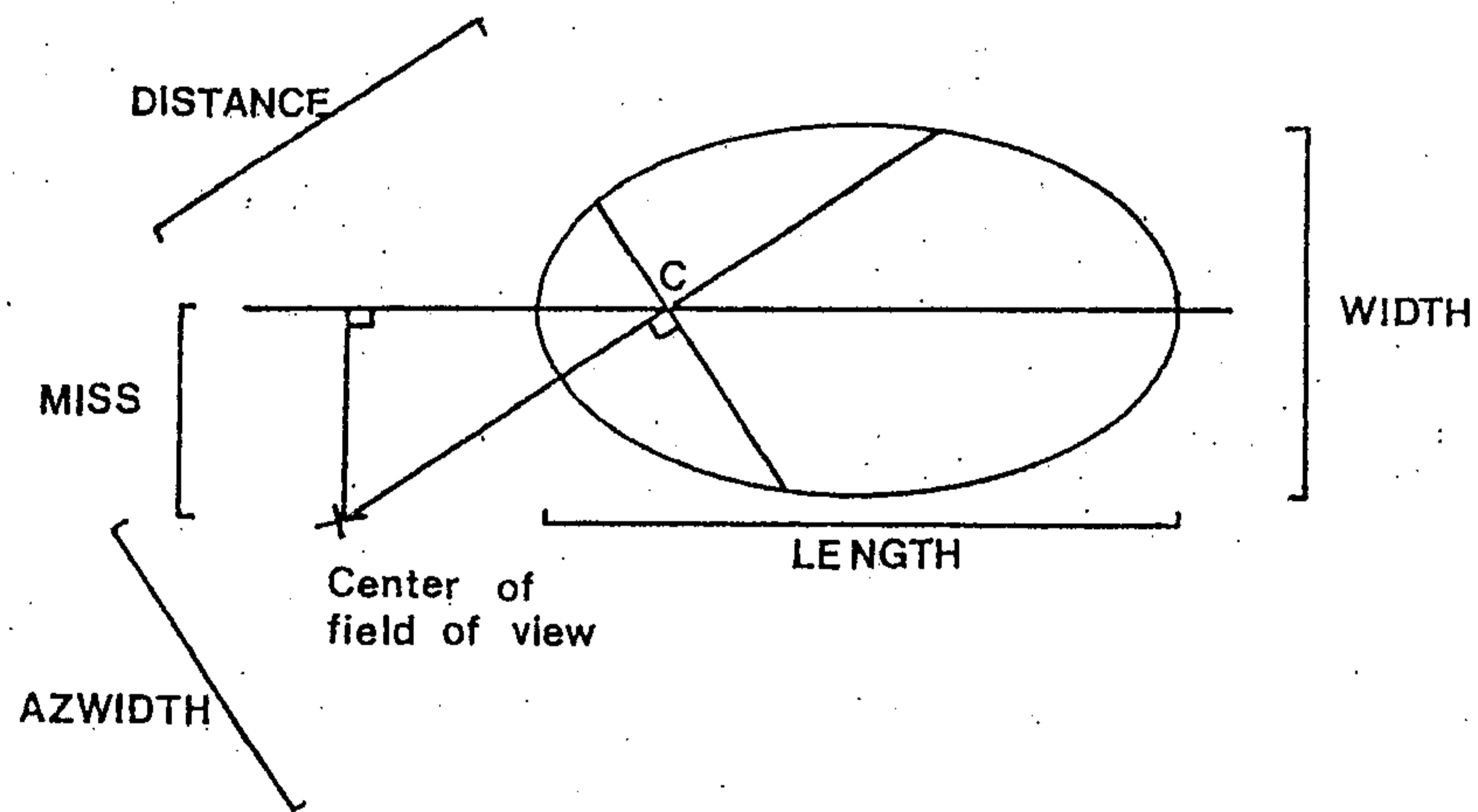


図 14: イメージパラメータの定義

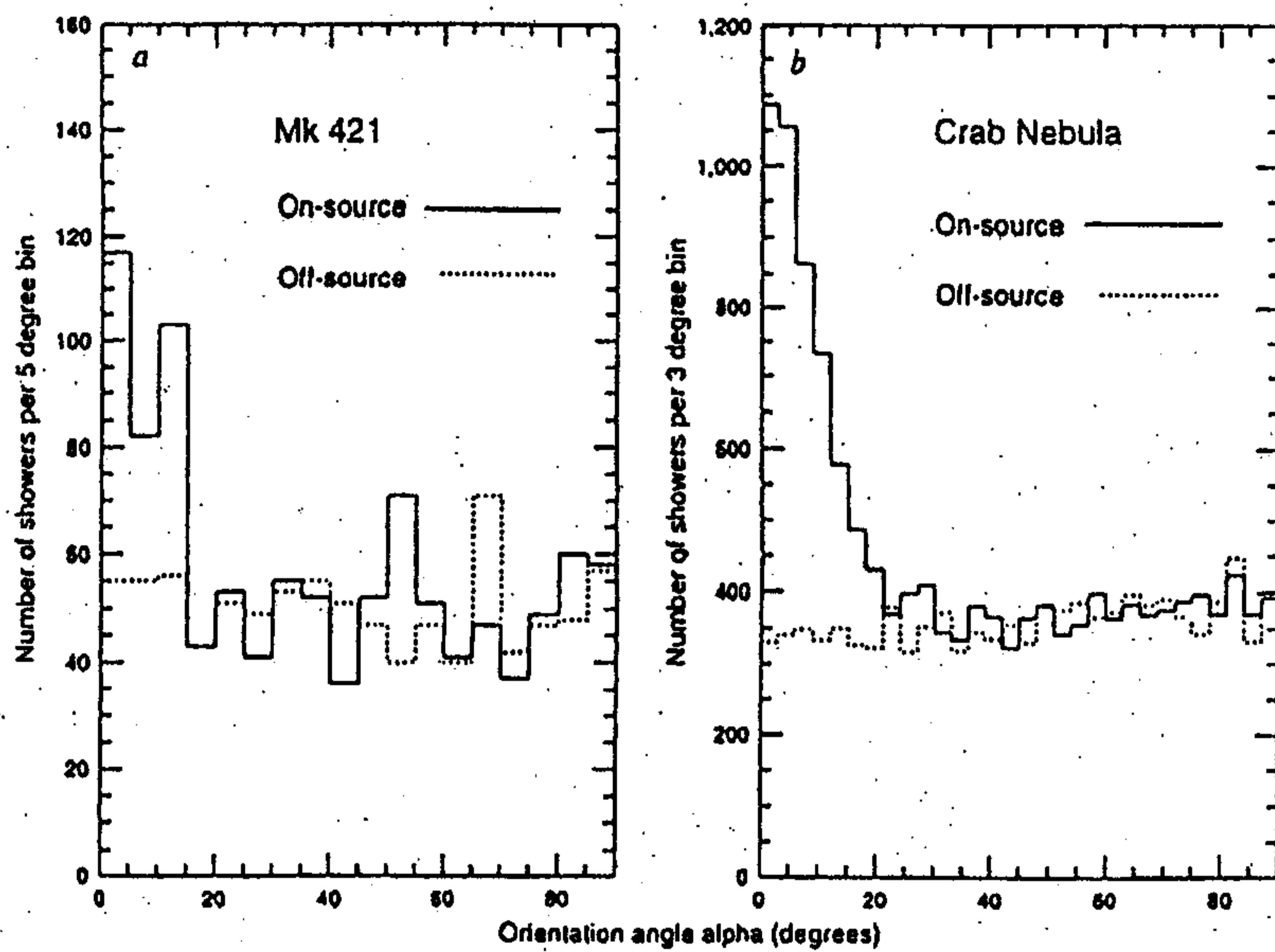


図 15: Whippleグループによる Mrk421 及び Crab Nebula の $\alpha$ 分布 実線は源が視野内のとき (ON-source)、点線は視野外のとき (OFF-source) を表し、視野内に源があるときにだけ $\alpha \sim 0^\circ$ でピークが見られる。

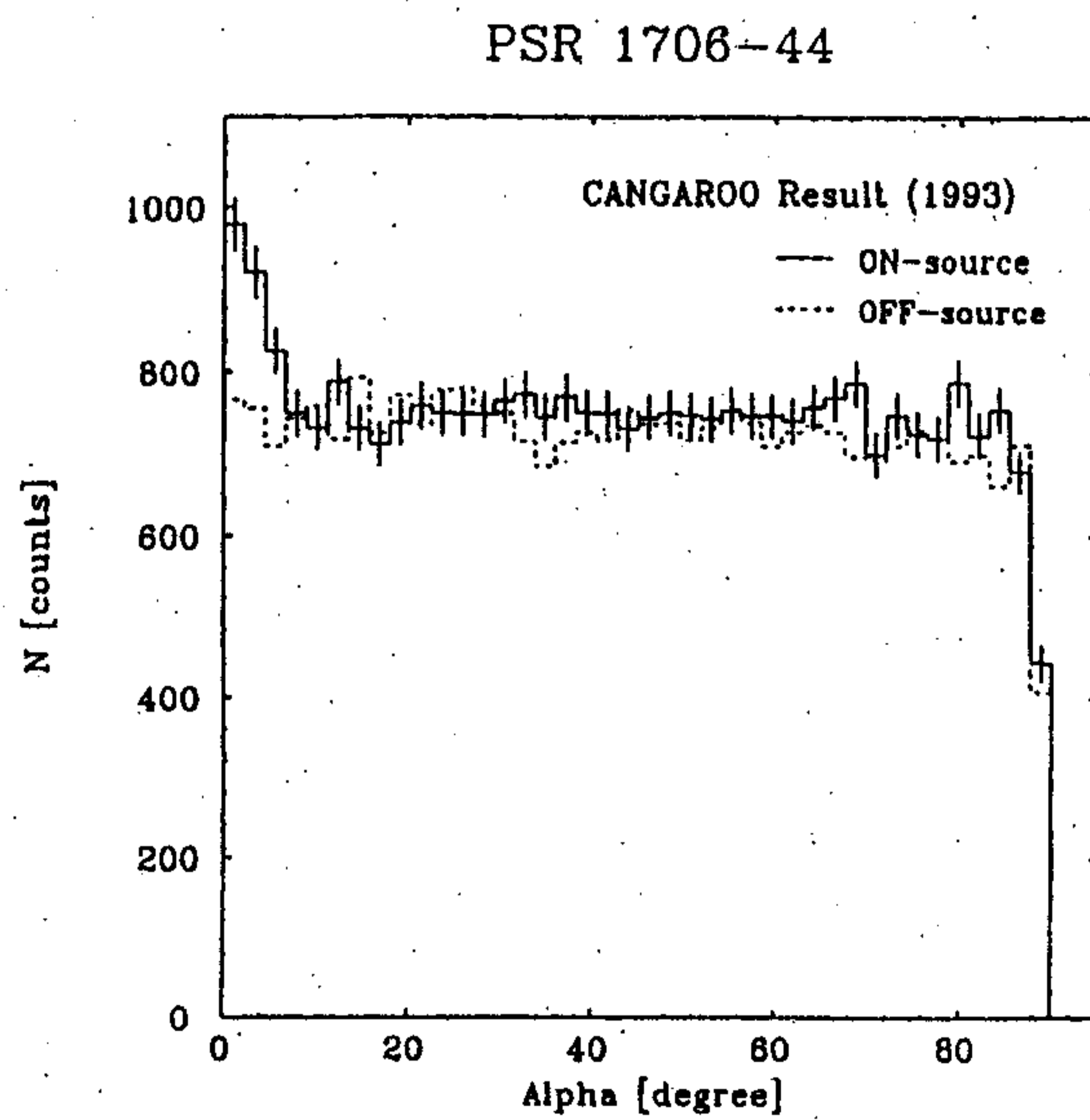


図 16: CANGAROOグループによる PSR1706-44 の $\alpha$ 分布

## 5 CANGAROO 実験について

### 5.1 CANGAROO の概要

CANGAROO (the Collaboration of Australia and Nippon for a GAMMA-Ray in the Outback) 実験は日本の東京大学宇宙線研究所、名古屋大学、東京工業大学を中心とする国内のグループとオーストラリアのアデレード大学との間での国際共同研究で、南天での $\gamma$ 線観測を行っている。観測地は南オーストラリアの砂漠ウーメラ（東経 $136^{\circ}47'$ 、南緯 $31^{\circ}06'$ ）でそこに望遠鏡が二台設置されている。一つは日本の3.8m望遠鏡、もう一つはアデレード大学のBIGRAT(Bicentennial Gamma-Ray Telescope)で両者は100m離れた位置に設置されており、ステレオ観測が行われている。ウーメラは晴天率が80%と非常に高く、また都心から離れているためチェレンコフ光の観測には適した場所である。

この章では以下、望遠鏡と装置の概要を説明する。

### 5.2 3.8m 望遠鏡

図 17 に 3.8m 望遠鏡を示す。この反射面は放物面になっており、直径、焦点距離ともに3.8mである。もともとこの鏡は国立天文台堂平観測所で月との距離を測定するために用いられていたものである。

鏡面は1枚の中央鏡とその外周をとりまく6枚の扇形の周辺鏡で構成されており、全体として直径および焦点距離が3.8mの放物面鏡となっている。放物面鏡であるためチェレンコフ光の焦点までの光路長が一定となり、光の到着時間に関する情報が正確に得られる。中央鏡は超々ジュラルミン(X-236)製で表面に厚さ70~80 $\mu\text{m}$ のカニゼンメッキ(触媒ニッケルメッキ)を施し、光学研磨後、アルミニウムメッキを蒸着(厚さ~100 $\mu\text{m}$ )、さらに $\text{SiO}_2$ 保護膜を蒸着してある。周辺鏡は耐蝕アルミニウム鋳物、中央鏡と同様にカニゼンメッキが施されている。これらを組み合わせた鏡面の焦点面での像の広がりは~0.003 $^{\circ}$ で、カメラで使われる光電子増倍管のサイズに比べれば十分に良い精度を持っている。鏡の反射率は製造時は~80%(650nm)であったが、最近では鏡面の劣化が進み、1994年には45~50%と下がってきていた。しかし1996年10月、鏡面の再蒸着が行われ、その反射率は90%と測定された。

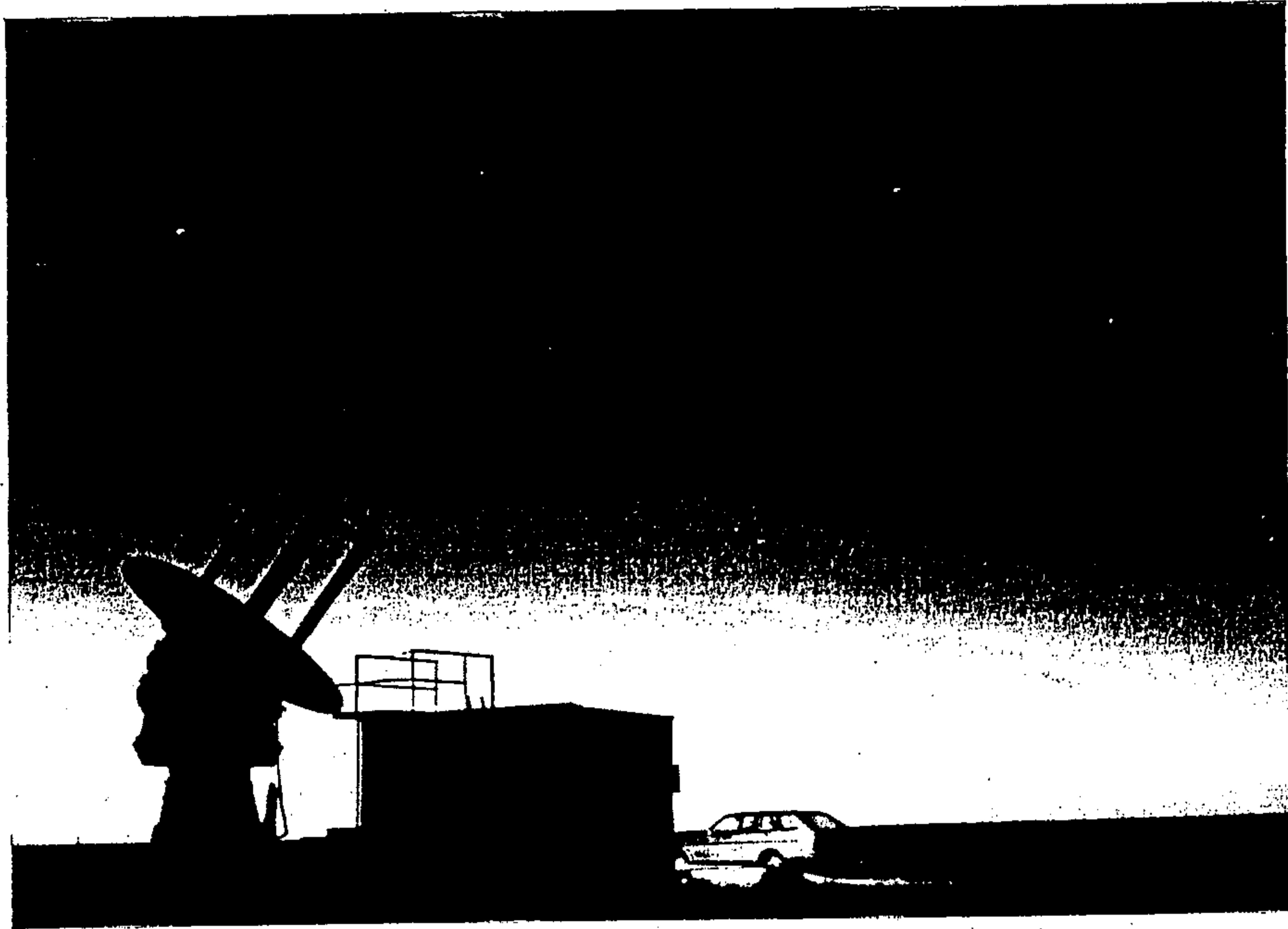


図 17: CANGAROO3.8m 望遠鏡の外観

望遠鏡の駆動系は経緯台式である。Azimuth 方向、Elevation 方向の回転はそれぞれ別系統の駆動系に従い、両者を 1 台のコンピュータ (NEC, PC-9801) で同時に制御している。天体の追尾精度は天頂角  $10^{\circ} \sim 70^{\circ}$  で  $\sim 0.01^{\circ}$  である。

### 5.3 イメージングカメラ

鏡の焦点面には 256 本の光電子増倍管 (浜松ホトニクス (株) 社製、R2248) からなるイメージングカメラが取り付けられていて、これによりチェレンコフ光の像をとらえる。光電子増倍管のサイズは  $3/8\text{inch} \times 3/8\text{inch}$  (約 10mm) の角形で、これを 12mm 間隔で並べている。光電面のサイズは  $8\text{mm} \times 8\text{mm}$ 、焦点面では 10mm が  $0.15^{\circ}$  に対応するので 1 本の光電子増倍管の視野は  $0.12^{\circ} \times 0.12^{\circ}$ 、間隔は  $0.18^{\circ}$  となり、カメラ全体で光電面がカバーしているのは  $\sim 40\%$  となっている。カメラ全体の視野はおよそ  $3^{\circ}$  である。光電面の種類はバイアルカリで、その分光感度曲線を図 18 に示す。これにより光電子増倍管の量子効率  $\sim 20\%$  ( $350 \sim 550\text{nm}$ ) とわかる。また電流増倍率は  $1.0 \times 10^6$ 、立ち上がり時間は  $0.9\text{nsec}$ 、走行時間は  $8.5\text{nsec}$  である。

光電子増倍管は 8 本毎に共通の高圧箱 (High Voltage Box) に取り付けられていて、同じ電圧が供給されるようになっている。HVBox は、generator (dc-dc コンバータ: 入力 12V 出力 1kV)、bleeder、buffer アンプが一つになったコンパクトな構造

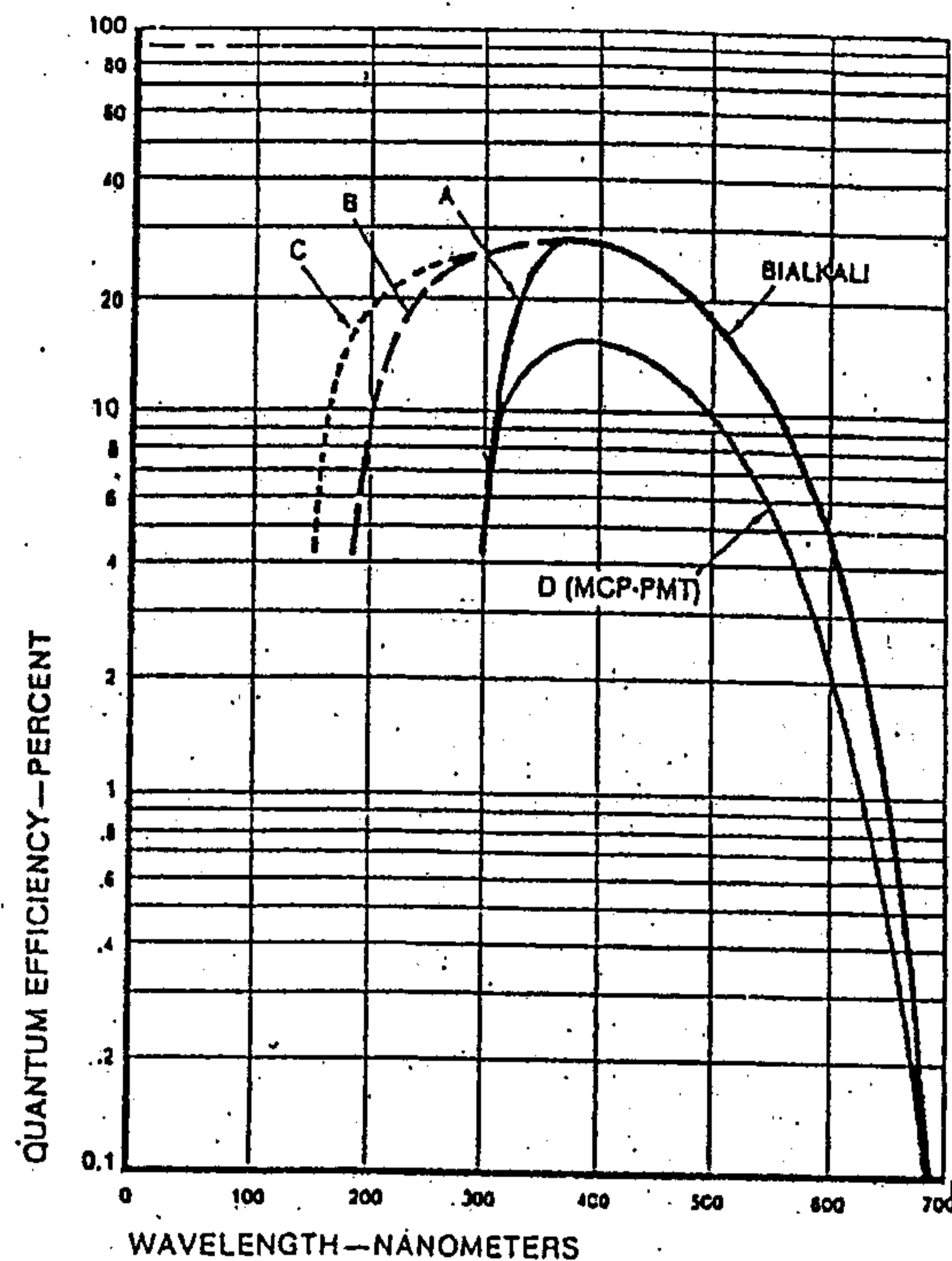


図 18: 光電子増倍管 (R2248) の分光感度曲線 R2248 の分光感度曲線は A に対応する。

( $2\text{cm} \times 4\text{cm} \times 30\text{cm}$ ) で、光電子増倍管をできるだけ密に配置できるようになっている (図 19)。generator は低圧電源で駆動でき、数多くの高圧ケーブルを使わなくて済むのでカメラの重量が軽くでき、望遠鏡の駆動が容易になる。また buffer アンプによって光電子増倍管の出力は増幅され電子回路システムに送られる。

また鏡面の中央部の穴の裏に LED (青色、パルス幅  $20\text{nsec}$ 、立ち上がり時間  $10\text{nsec}$ ) が取り付けられていて光電子増倍管のゲインの補正に使う。焦点面には一様な光をあてている。

#### 5.4 電子回路、トリガーシステム

観測施設の概略図を図 20 に示す。イメージングカメラで捕らえられたチェレンコフ光は地下に埋め込まれた長さ  $30\text{m}$  のケーブルを通して電子回路が置かれている electronics hut に送られる。信号の処理は CCM (Cherenkov Circuit Module) と呼ばれるこの実験のために作られた回路に各光電子増倍管の出力信号が入力される。CCM は電圧増幅器、ディスクリミネーター、ADC (analog to digital converter)、TDC (time to digital converter)、シングルスケラー、DC モニター、加算回路から構成されている (図 21)。



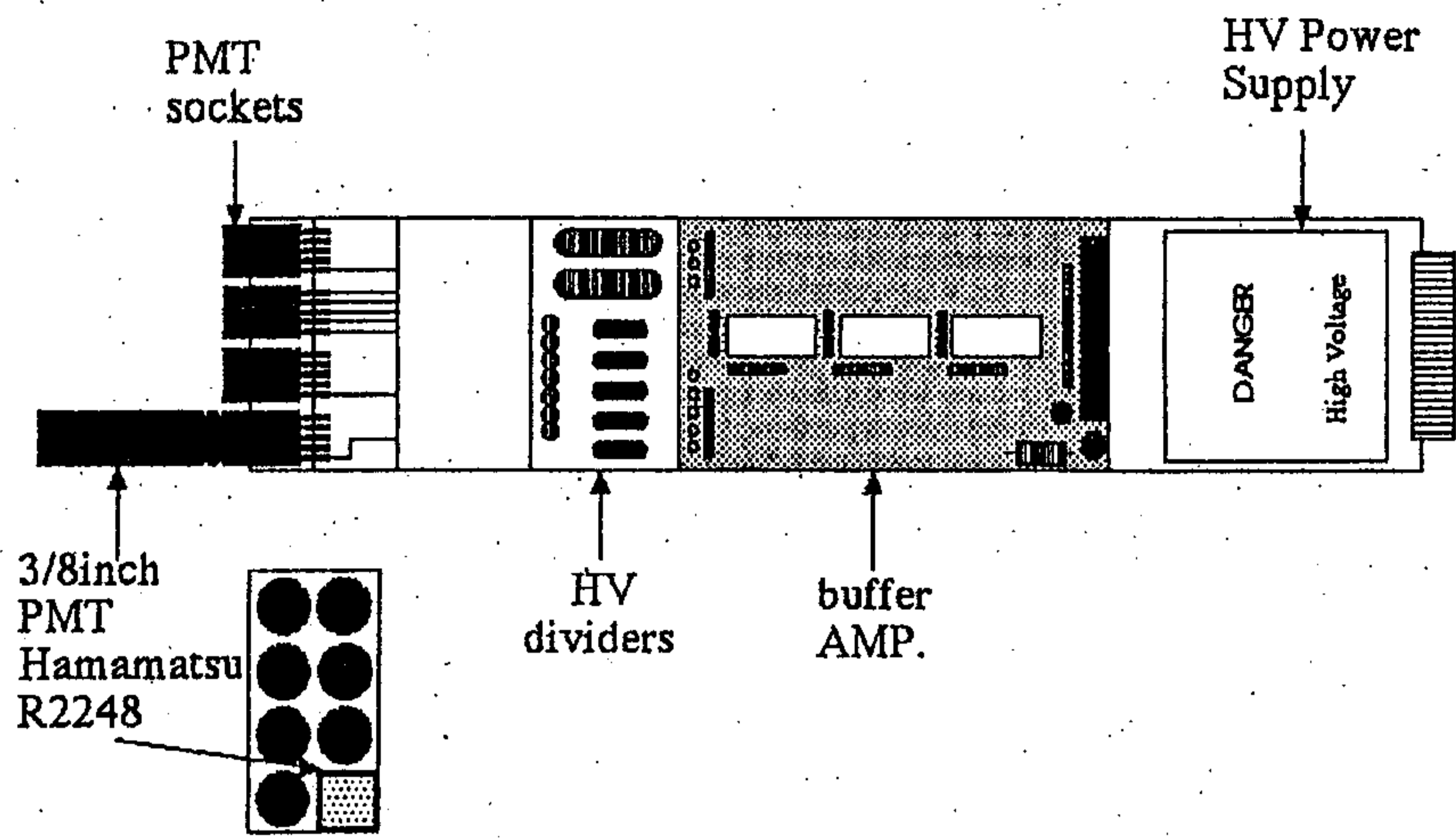


図 19: high voltage box の概略図

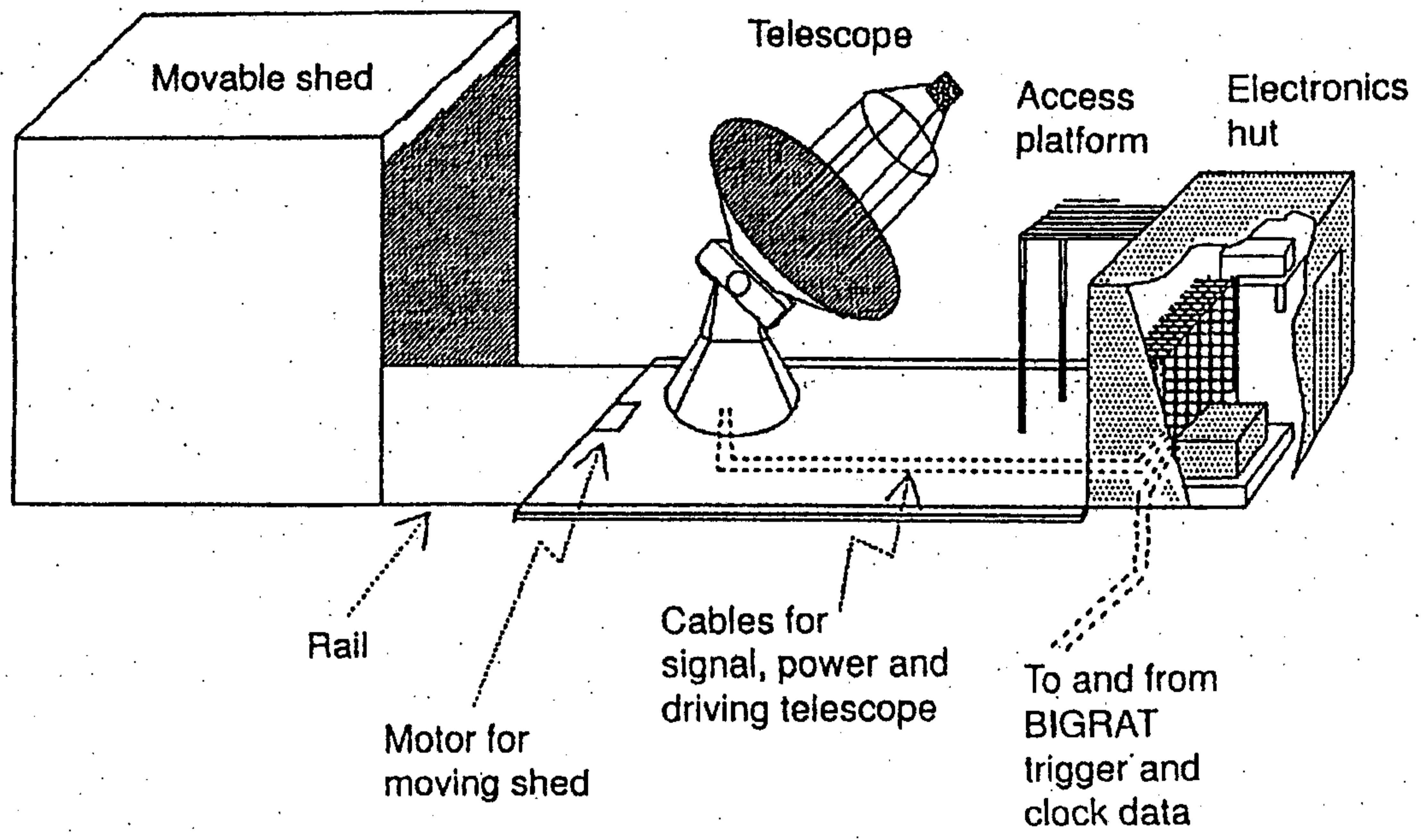


図 20: 観測施設の概略図

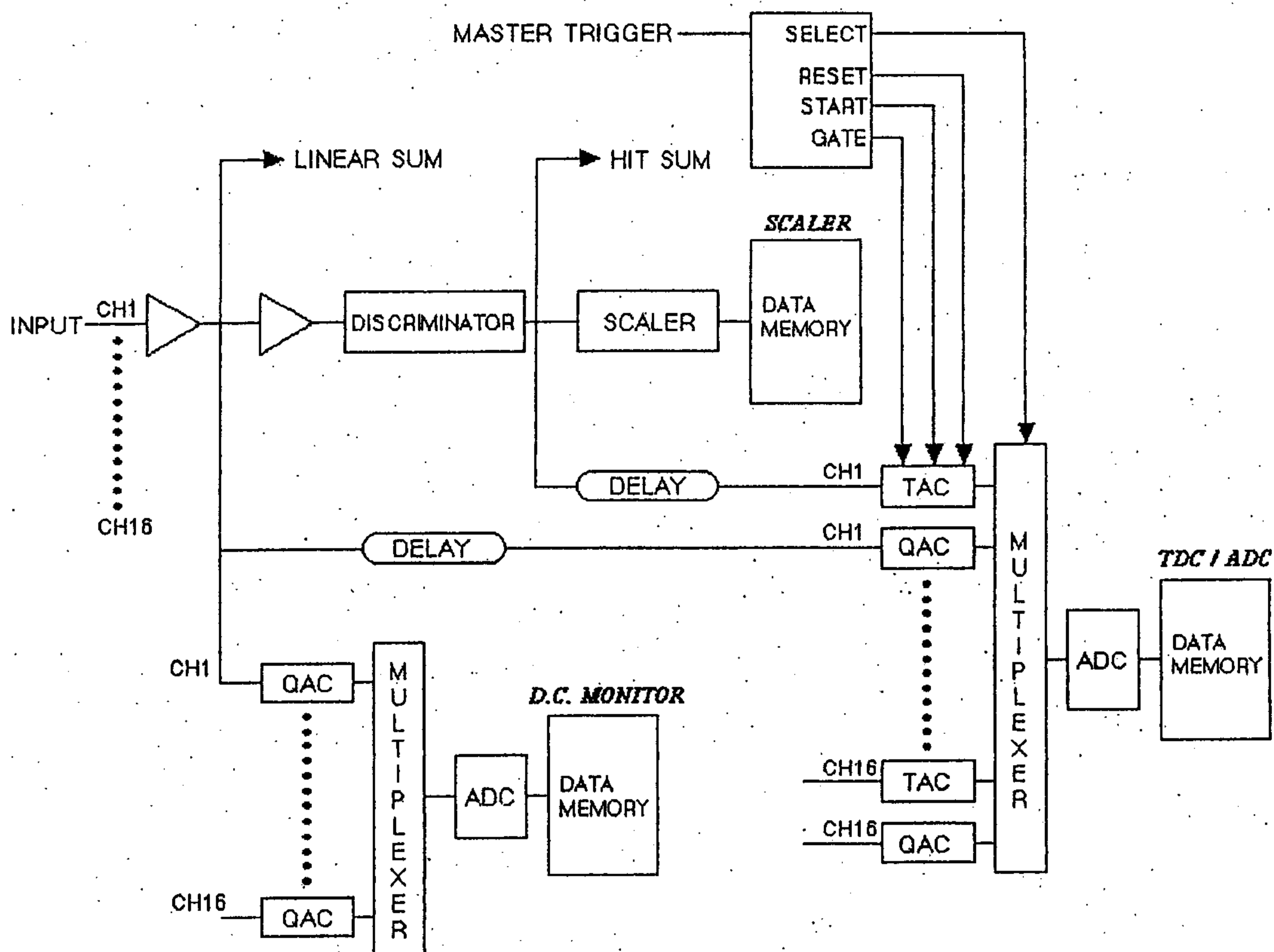


図 21: CCM ブロックダイアグラム

各光電子増倍管の信号は各々のCCM(Cherenkov Circuit Module)で処理される。出力信号はまず増幅され、ディスクリミネーターに通される。あらかじめ定められた閾値を越えると hit pulse が生成される。この閾値は $\sim 3$ photo electrons に相当する。この hit pulse は加算回路で足し合わされ“Hit Sum”が出力される。この“Hit Sum”は閾値を越えた光電子増倍管の本数を示す。また、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ることによって、1つのCCMについて入射した光量の和を示す“Linear Sum”が出力される。

各CCMからの“Hit Sum”と“Linear Sum”はそれぞれ linear fan in/out で加算され、定められた閾値を越えた場合にトリガー信号が生成される(図 22)。現在の各々の閾値は Hit Sum が $\sim 4$ hits、Linear Sum については $\sim 10$ photo electrons 程度に対応している。CCMのモジュールは高エネルギー実験で用いられるTKOのクレートで使用できるようにしており、汎用的なCAMAC-TKOインターフェイスを通じて、データがCAMACのメモリーモジュールに送られる。以前のシステムではCAMACシステムはVME上のマイクロコンピュータ(M68020)で制御され、そこではOS-9が使われていた。今回新しく構築したシステムについては次章で詳しく述べる。

トリガーにかかったイベントについての情報は、1イベントごとにCCMから

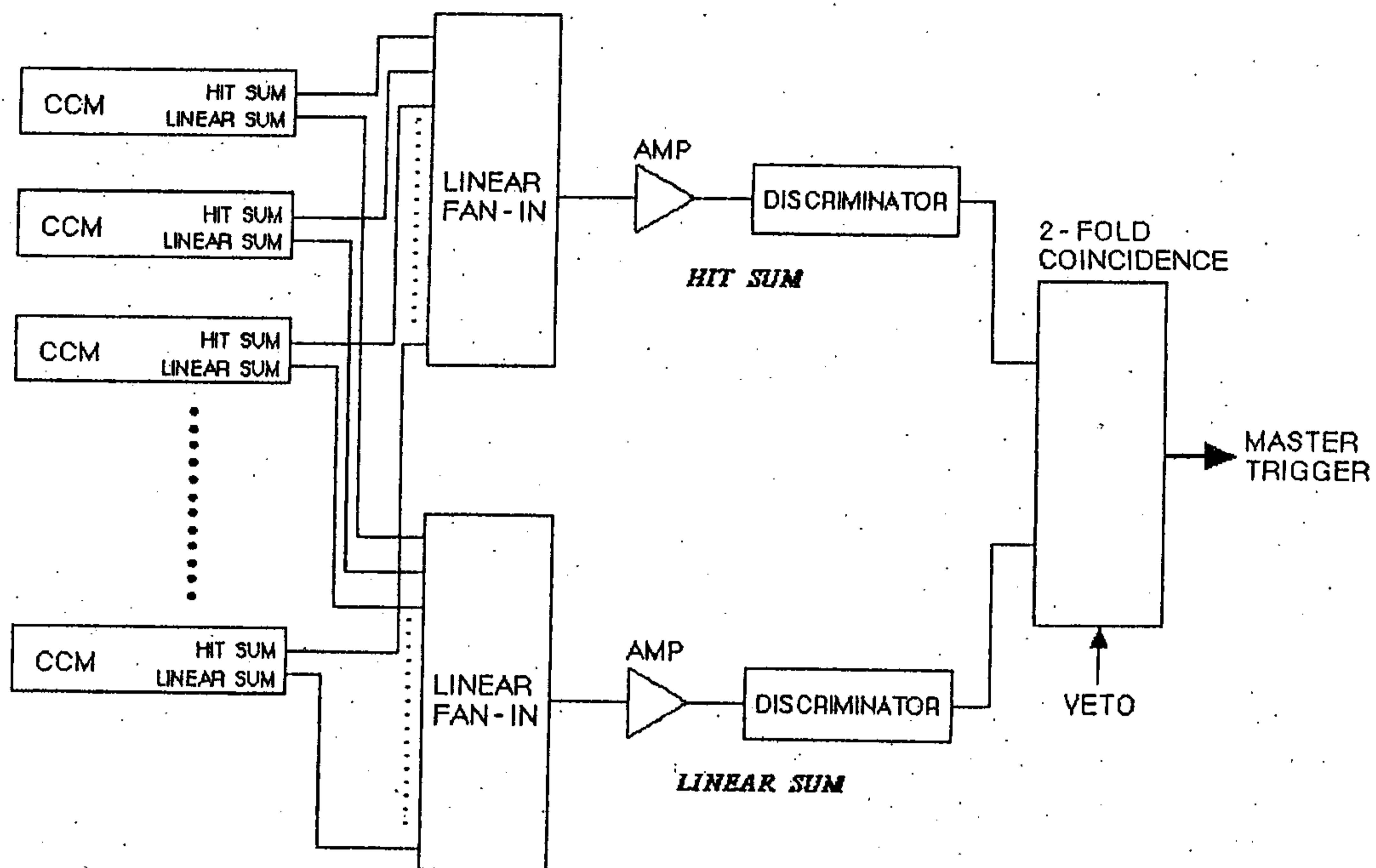


図 22: トリガーロジックの概念図

CAMAC モジュールを通して SPARCstation5 で読み出され 2Gbyte のハードディスクに記録される。記録されるデータは 1 イベントあたり 2400byte で、記録されるデータは以下の通りである。

- RUN Number
- Event Number
- event の発生時刻 (日本時間)
- 各光電子増倍管の TDC、ADC、Single Count、DC current の値
- flag (LED run を示す flag, BIGRAT からの trigger flag)

ADC、TDC は 12bits(4096counts) の値をとり、1 カウントあたりそれぞれ 0.025pCoulomb、0.25nsec に相当する。ADC により入射光の光量、TDC からは時間情報を得ることができる。また Single Scaler は各光電子増倍管の 1msec あたりの hit の回数を表している。時刻については、その精度を保つために GPS によって調整されている。

実際の観測によって記録されるイベントはその形状や到来時間分布からチェレンコフ光としての性質を示している。観測されるイベントの例を図 23 に示す。これら

は $\gamma$ 線によるものと宇宙線バックグラウンドによるものの典型的な例である。両者のそれぞれ(a)として表される図での四角はカメラのピクセルを表しており(この図では光電子増倍管が増設前の224本)、それぞれのピクセルにおける光量をADCの値として表している。また(b)はイベントのTDCとADCの関係を表している。両者ともTDCの値が $\leq 10$ nsecの間に集中していることからこれらが実際に空気シャワーからのチェレンコフ光によるものであることを示している。

## 5.5 観測について

我々は月に一度、オーストラリアのウーメラに観測に行き8mmテープに記録したデータを日本に持ち帰っている。そのデータはCANGAROOのメンバーに渡され解析される。観測では、候補天体がカメラの中心にくるように追尾するON-source Runと、候補天体と同じ軌道で赤経で数時間進んだところか遅れたところを追尾するOFF-source Runを行っている。ON-source RunとOFF-source Runの観測データについてイメージング法を用いてパラメータの分布をとったときに、ON-source Runにだけ $\gamma$ 線によるものと考えられるexcessがみられればそれを $\gamma$ 線の信号とみなすことができる。

## 6 新データ収集システムの構築

1996年10月に鏡の反射率をあげるために鏡面の再蒸着作業をオーストラリアで実施した。これによりエネルギー閾値がさがりトリガーレートが10月以前の1~3Hzより大きくなることが予想された。第3章で述べたように今までのデータ収集はOS-9によってなされていた。以前のシステムでは今後イベントがさらに増大した時に負荷が大きくなるためデータ収集が困難になる。またエネルギー閾値を100GeV以下まで下げ衛星観測とのギャップを埋めるために鏡のサイズを3.8mから10mに拡大する計画が現在進行中で、その時さらにトリガーレートが増大することから、データ収集の部分を高速CPUを搭載するUNIXマシンに委ねることにした。このUNIXによるデータ収集用ソフトは名古屋大学で作成し試験したものを鏡面の再蒸着作業が完了した時点(1996年11月)で導入したものである。

この章では今回行った新データ収集システムの構築とその性能について述べる。

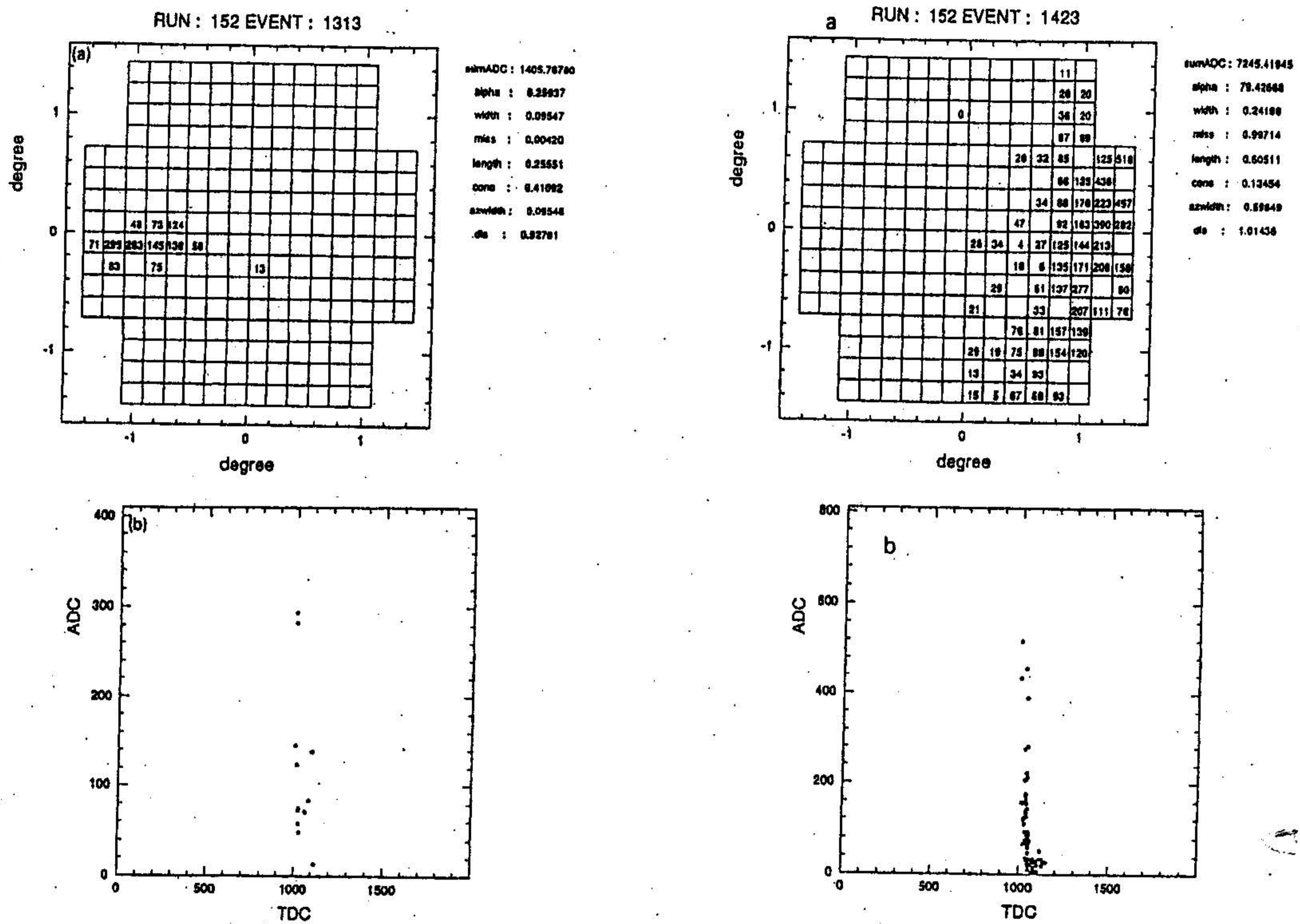


図 23: 左図は  $\gamma$  線によるものと考えられる典型的なイベント例。右図は 宇宙線バックグラウンドによるものと考えられる典型的なイベント例。

### 6.1 システム構成の概要

データ収集用に UNIX を用いた点は、観測中に解析が可能となること、マルチタスクが可能となることである。これはパーソナルコンピュータ (PC) では行えないことである。また、UNIX は操作環境が良いこと、さらに UNIX ワークステーション上の解析の環境として、CERN でサポートされている CERN library、PAW 等の使用が可能であることがあげられる。PAW は X Window System 上でのヒストグラムの表示、関数補完、高品質な印刷 (PostScript 形式での出力) などを可能とするものである。つまり UNIX ワークステーション 1 台で、データ収集、PAW 等によるグラフィック表示、 $\text{T}_\text{E}_\text{X}$  等により直接図を組み入れた論文まで作成することが可能となる。

今回構築した UNIX-VME データ収集システムの構成を図 24 に示す。現在用いている主なハードウェアは、

- UNIX Work Station : Sun SPARCstation5 (microSPARC II 85MHz)
- Sbus-VMEbus interface : Solflower SFVME-110

- VMEbus-CAMAC interface : Kinetic K2917 K3922

データ収集用のワークステーションとして Sun Microsystems, Inc. が製品化した Sun SPARCstation を用いた。SPARC は価格が比較的安いというえ、高性能な UNIX ワークステーションであり現在最も利用されている機種である。SPARCstation の CPU には自社開発した RISC 型 CPU が装備されており、内部バス及び拡張バスには Sbus が採用されている。Sbus は Sun が開発した同期式バスで 100Mbyte/sec 以上の転送速度をもつ。また DVMA (Direct Virtual Memory Access) と呼ばれる機能があり、メインメモリ間で高速なデータ転送を可能とする。OS (Operating System) としては Sun OS4.1.3 を使用することにした。

VME は、計算機の CPU と周辺装置を接続するバス規格の一種であり、一般の計測システムにも広く使われており、他の計測用バスとの接続モジュールも多く存在する。

VME として、Solflower Computer, Inc. で開発された SFVME シリーズの SFVME-110 を用いた。SFVME は SPARC の内部バスである Sbus と VMEbus を接続するインターフェイスである。CAMAC は SPARC に VME バスを經由して接続されている。CAMAC を直接 SPARC から操作しようとするとは Sbus 上にそれらの通信を可能とするボードが必要とされる。しかし Sbus は比較的新しくできた規格であり特殊なボードがあまり製品化されていない。そのため広く普及されている VME を經由して CAMAC にアクセスする方法をとった。

K2917、K3922 は VME バスと CAMAC を接続するモジュールである。K3922 は CAMAC のクレータコントローラであり、高エネルギー物理実験で幅広く用いられており、VMEbus から CAMAC を操作することが可能である。K2917 は VME 上のボードで、VMEbus 上から K3922 を通して CAMAC を操作するためのものである。特徴として VME の DMA (Direct Memory Access) マスタ機能を持ち、この機能により VME メモリと CAMAC クレータコントローラ間で、最高 1.14Mbyte/sec の速度でデータ転送が行える。転送先のアドレスを SFVME の SbusDVMA アドレスに指定すれば SPARC のメモリに CAMAC のデータを直接書き込むことができる。K2917 は CAMAC LAM の発生、またはコマンドリストが実行された時、VME バスに割り込みを発生することができる。

CAMAC デバイスドライバと CAMAC ライブラリは KEK (高エネルギー研究所)

## UNIX-VME-CAMAC SYSTEM構成

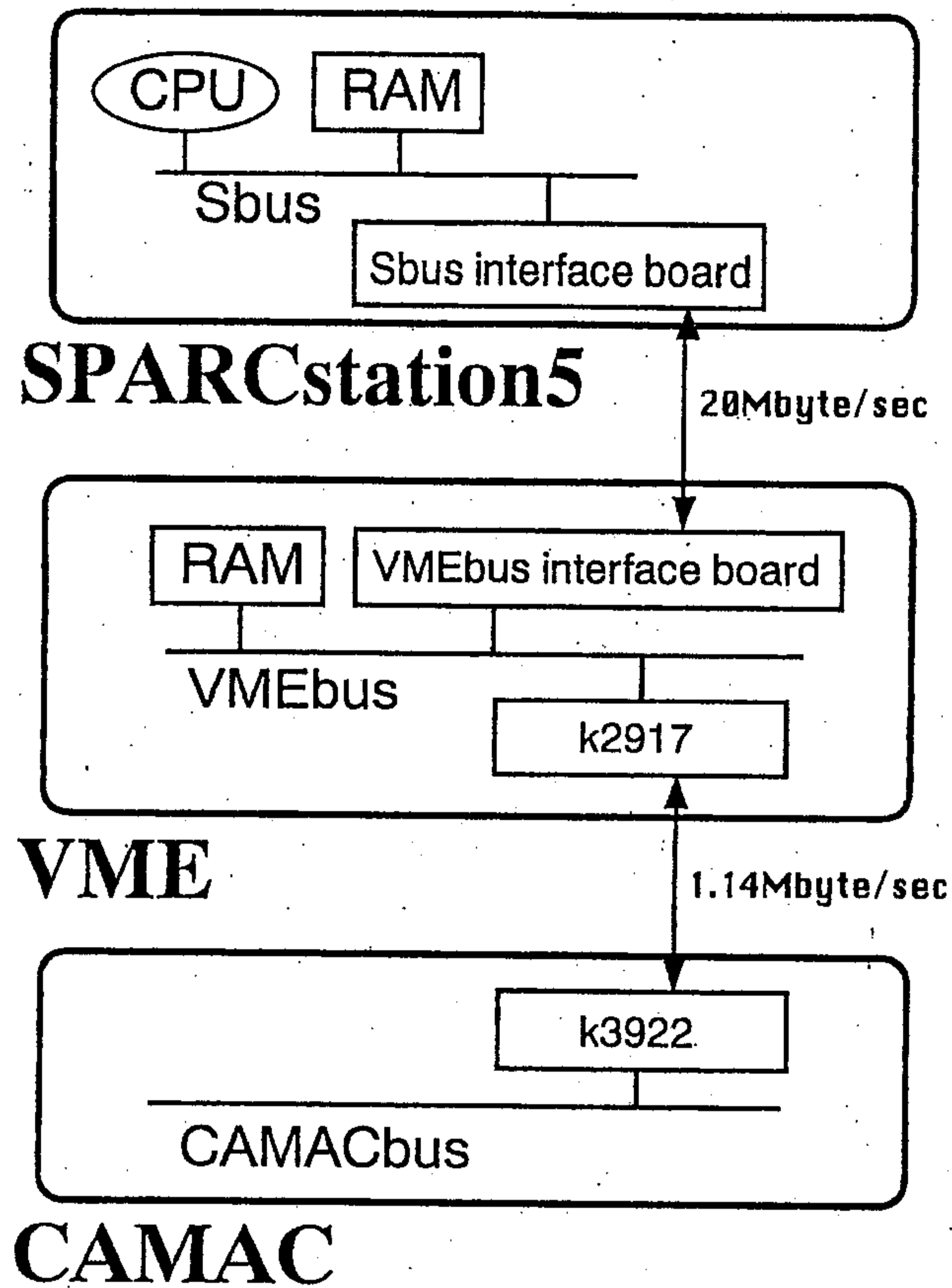


図 24: UNIX-VME-CAMAC SYSTEM の概略図

で開発された SPARCstation 用のものを用いた。デバイスドライバとは周辺機器（デバイス）を直接操作するプログラムのことで、周辺機器に対応したデバイスファイルという種類のファイルに読み書きすることで周辺機器へのアクセスを可能にする。CAMAC ライブラリ (CAMLIB) はプログラムの中で CAMLIB に定義されている関数を呼ぶことで、CAMAC デバイスドライバ機能の利用を可能にする。これらは、さまざまな機種でサポートされており、例えば、PC98/MS-DOS、VME/OS9 などでもよく使われている。また CAMAC リスト処理が装備されており、これは機械語に似た CAMAC 専用の記述言語で、一度のデバイスドライバへのアクセスで複数の CAMAC 関数を実行できる。

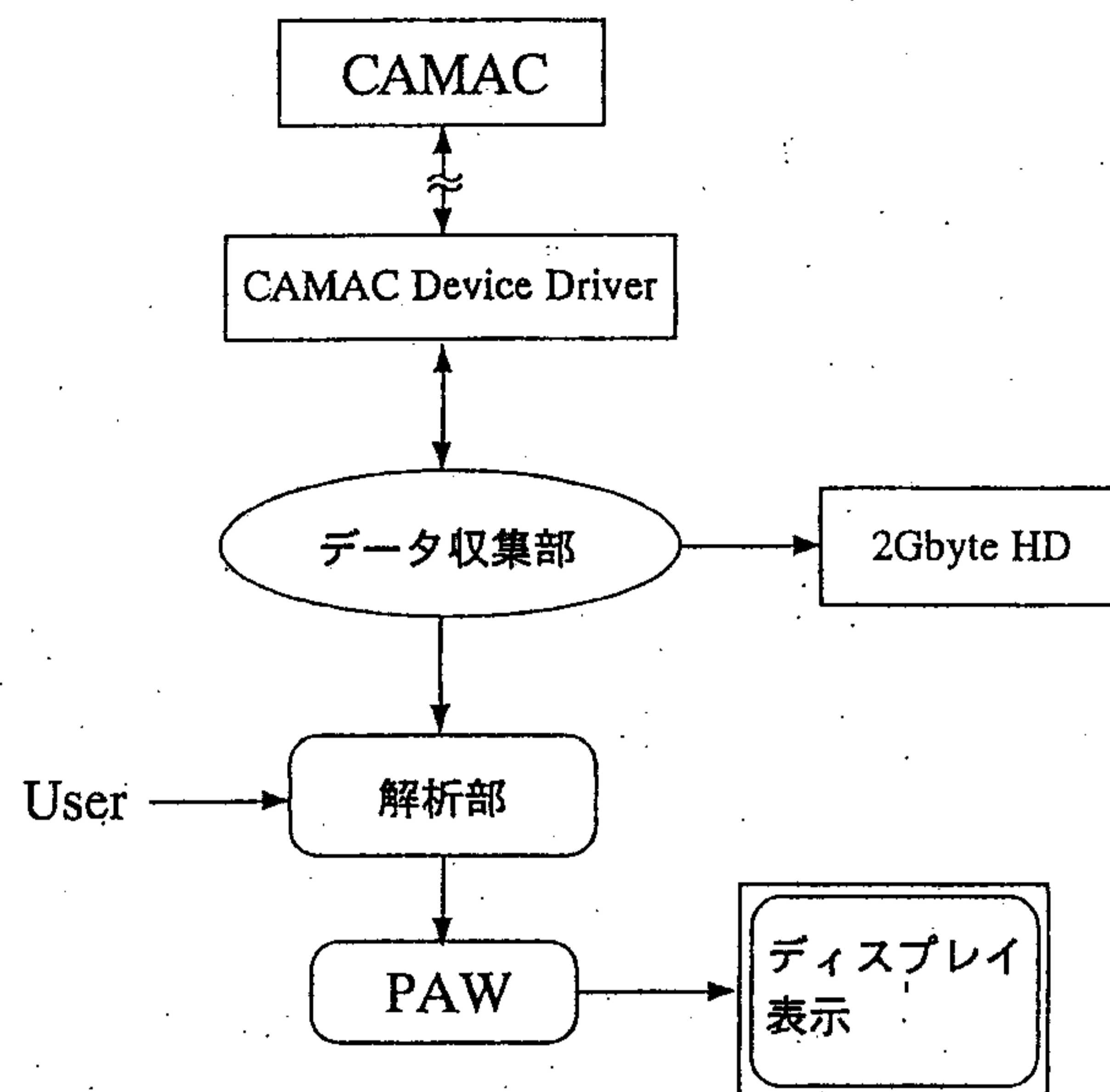


図 25: CANAGAROO 実験用データ収集プログラムの構成

## 6.2 CANGAROO データ収集システム

今回、開発したデータ収集用プログラムは KEK で開発された UNIDAQ (UNIX Data Acquisition System) をベースとし CANGAROO 実験用にしたものである。UNIDAQ は VME を外部バスとした UNIX 上で手軽にデータ収集が行えるように開発されたもので、またユーザの要求に対して柔軟に対応する。UNIDAQ はデータ収集部 (collector)、解析部 (analyzer)、記録部 (recorder) などから構成され、それぞれが C 言語及び FORTRAN 言語で記述されているため目的に応じて変更することが可能である。

CANGAROO 実験用に構築したデータ収集システムは、データを収集し記録するプロセスとそのデータを解析する二つのプロセスから成る。データ収集プログラムの簡単な構造を図 25 に示す。この二つのプロセスはメモリバッファを制御するソフトで管理されていて、解析プロセスは事象が発生するごとにメモリバッファ内のデータにアクセスする。またデータ収集に影響が出ないように解析部の優先度は下げられていて、収集と解析が別プロセスで動作するため解析プロセスがダウンしてもデータ収集プロセスに影響を及ぼさないようになっている。

このシステムの収集部は CAMAC からのデータをバッファに取り込み、CAMAC リスト処理とデータの記録を行っている。データはトリガーされたイベントごとに 2Gbyte のハードディスクに記録する。解析部はリアルタイムにバッファからデータ



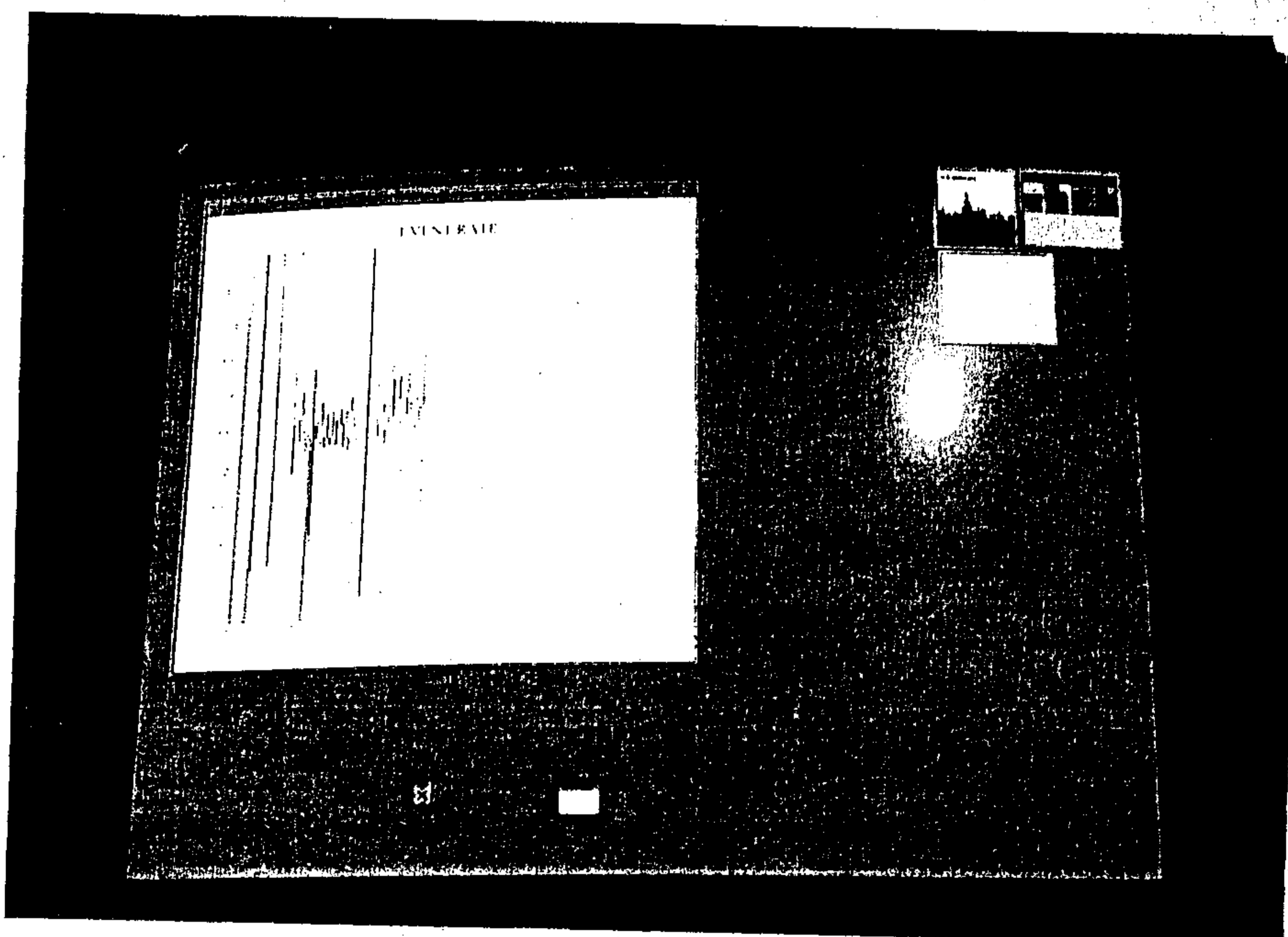
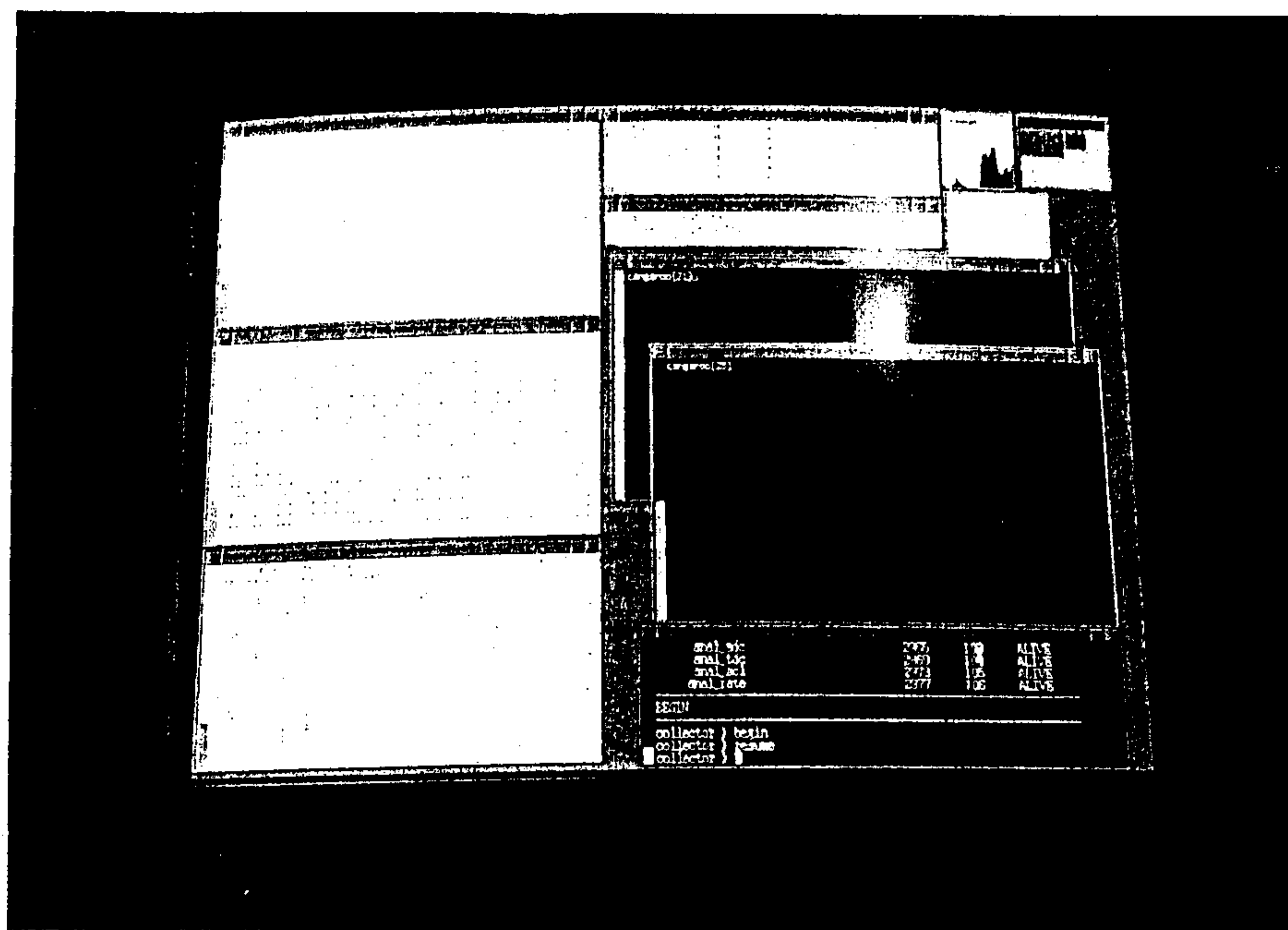


図 26: 観測時のモニターの様子。上図は観測時のディスプレイの様子で左の3枚のWindowにトリガーされたイベントのADC、TDC、SCALERの値が表示されている。下図はトリガーレートを表示したもので横軸は観測時間を示し縦軸はレートを示す。大きくレートが変化しているところは、ON-source Run から OFF-source RUN に移るときに行われる Pedestal RUN 及び LED RUN によるものである。

を読み込みヒストグラムなどの処理を実行した後、PAWでグラフを描画する働きをする。このシステムでは観測中にRATEの様子や得られた信号の像を画面上で見ることが可能で、また各光電子増倍管のADC値、TDC値、SCALER値をモニターすることができる(図26)。観測中にトリガーレートを常時モニターすることにより突発的に起こる $\gamma$ 線バースト現象や、またノイズによるRATEの暴走などを瞬時に知ることが可能となる。ノイズは主に電氣的なものであり特性をもっているため各光電子増倍管のADC値などをモニター機能でみることによって確認しそのイベントを除去することができる。

### 6.3 性能試験の結果

このシステムの性能に関して、事象発生率と収集効率の関係を測定した。ここで報告する結果は実験の環境、おもにデータ収集プログラムにより若干異なってくる。今回の試験はパルス発生器で周期的に光らせたLEDを光源として光電子増倍管で計測するという簡単な構成である。計測の機器構成を図27に示す。トリガー信号はCAMAC ADCに入力し、ADCはLAM割り込みを発生する。データ収集プログラムはCAMACリストで書かれており、CAMAC内のモジュールからのデータはモジュールからのLAM割り込みがあるごとに計算機に書き込まれる。事象発生率はパルス発生器の方で調節し、データ収集効率はNIM Scalerの計数と実際に受け付けたLAM割り込みの回数の比で求めた。図28によると、例えば事象発生率(trigger rate)が20Hzならば、データ収集効率(efficiency)はおよそ95%である。また、ランダムな信号に対しての性能評価も同様に行った。ランダムな信号としては光電子増倍管の出力パルスに含まれる暗電流を用いた。事象発生率をNIMモジュールにより調節し試験したところパルス発生器で行った時と同様の結果が得られた。我々の観測においては事象発生率は1~3Hzぐらいであるのでこれだけの効率があれば十分対応できる能力を持っていることになる。また次期7(10)m望遠鏡においてはトリガーレートは数10Hzぐらいと見積もることができ、本データ収集システムは7(10)m望遠鏡からのデータに対しても十分であると思われる。

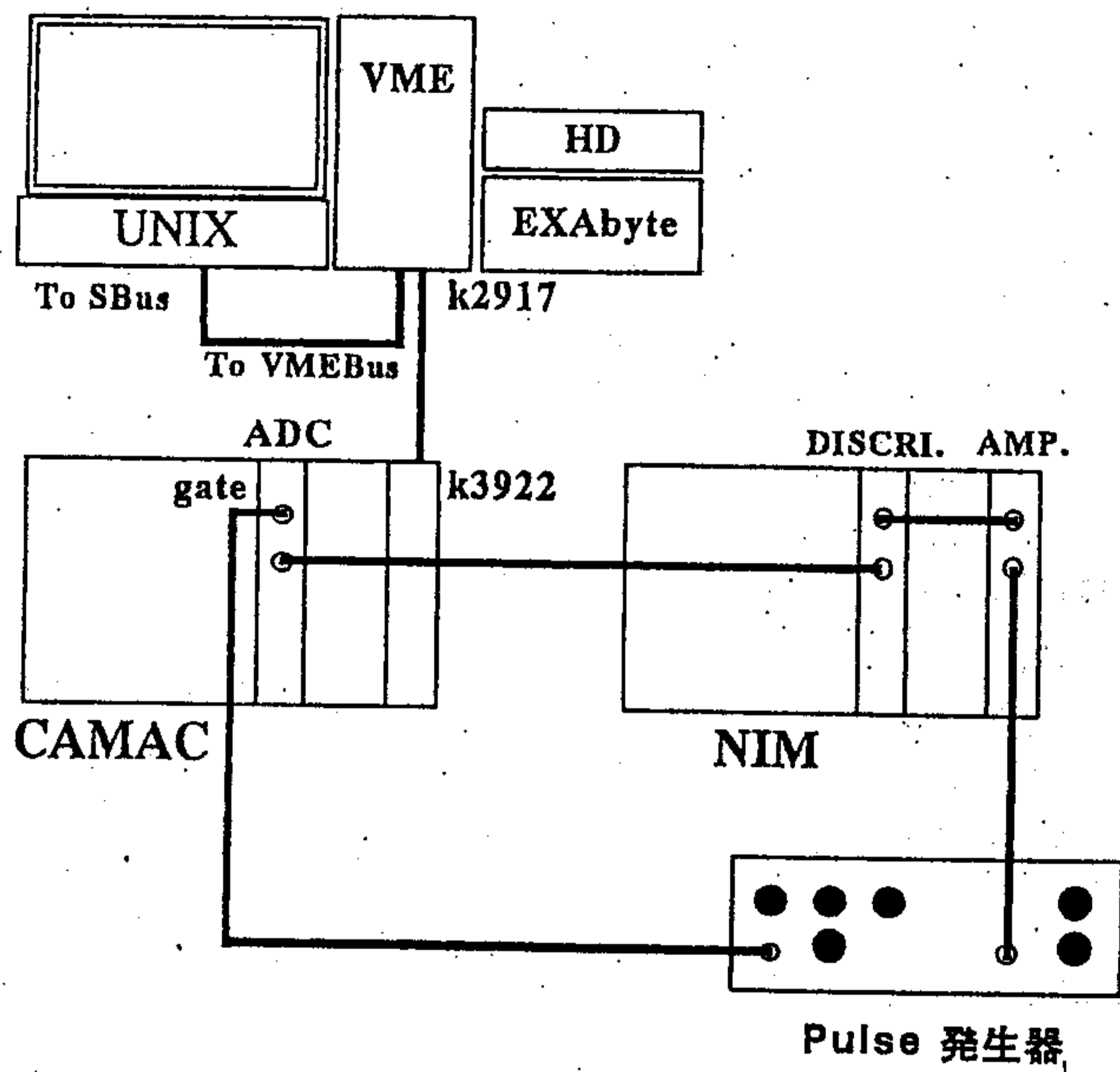


図 27: 性能試験の機器構成

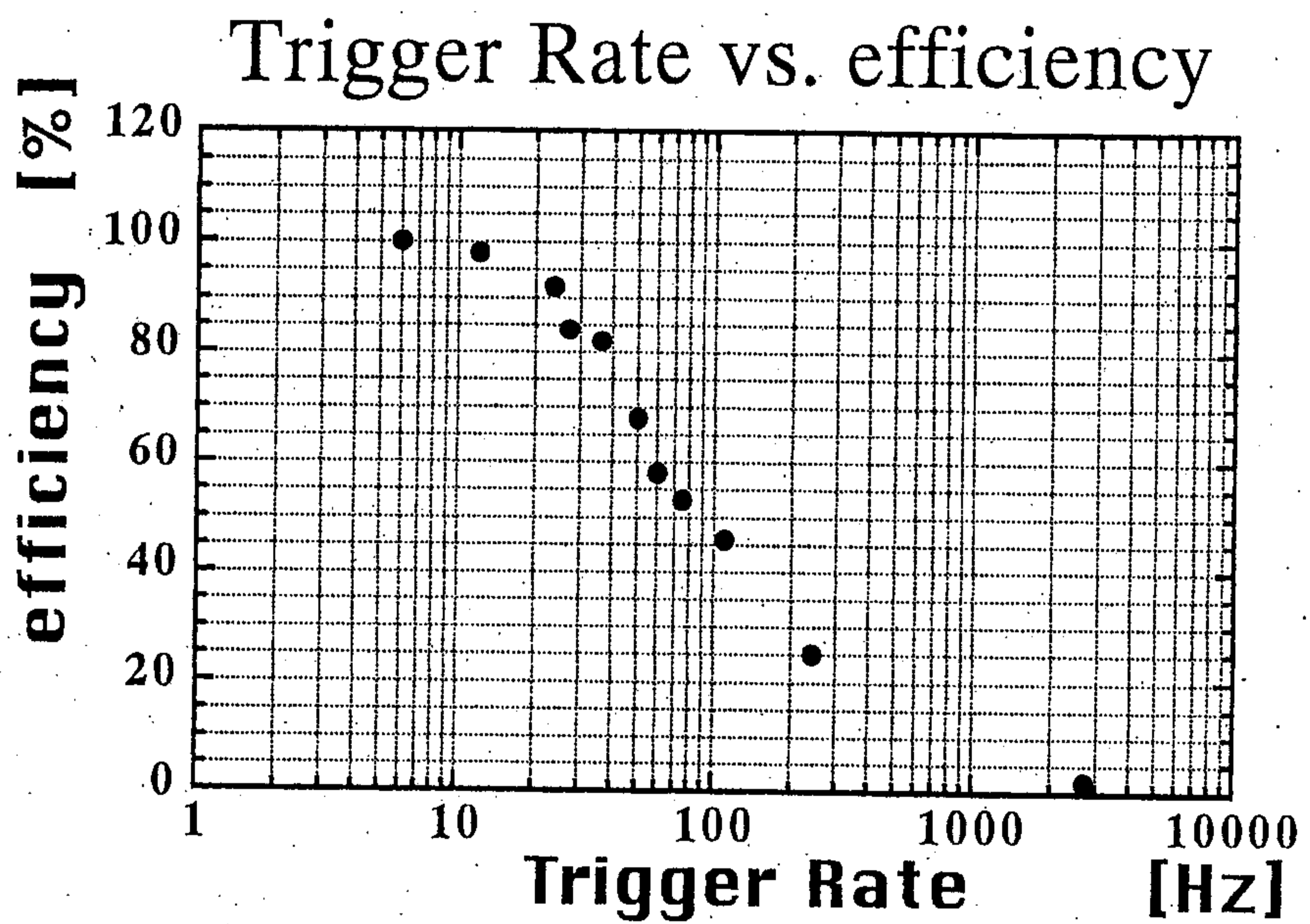


図 28: 新システムの収集効率



図 29: オーストラリアでの設置の様子

#### 6.4 データ収集システムの運用

テストベンチを利用した名古屋での動作試験、性能試験の後、システムを現地に送った。1996年11月にOS-9にかわって新しくUNIXのシステムをオーストラリアのウーメラにあるCANGAROO実験の装置に組み込み、動作試験を行った(写真29)。以前のシステムの概要と今回新たにセッティングした装置の概要を図30に示す。試験期間は11月の観測がはじまる前のおよそ5日間を利用して主に行った。目的はシステムのセッティングとオンラインプログラムの動作確認である。UNIXでのデータ収集はCAMACリストで処理するため以前のOS-9上で動作していたCAMACリストを若干修正して用いることにした。得られるデータフォーマットは以前と全く同様のものである。新しいデータ収集システムの操作はコマンド方式で、得られたデータ等の測定状態を常に表示することができる。

新しいデータ収集システムはLEDを周波数50Hzで光らせて計測した結果、事象収集効率はおよそ70%となり期待通りの結果が得られた。観測は11月、12月にCrab Nebulaを観測した。その結果このシステムによりデータ収集が問題なく行え、かつ開発した付属のプログラムが同時に動作することを確認した。

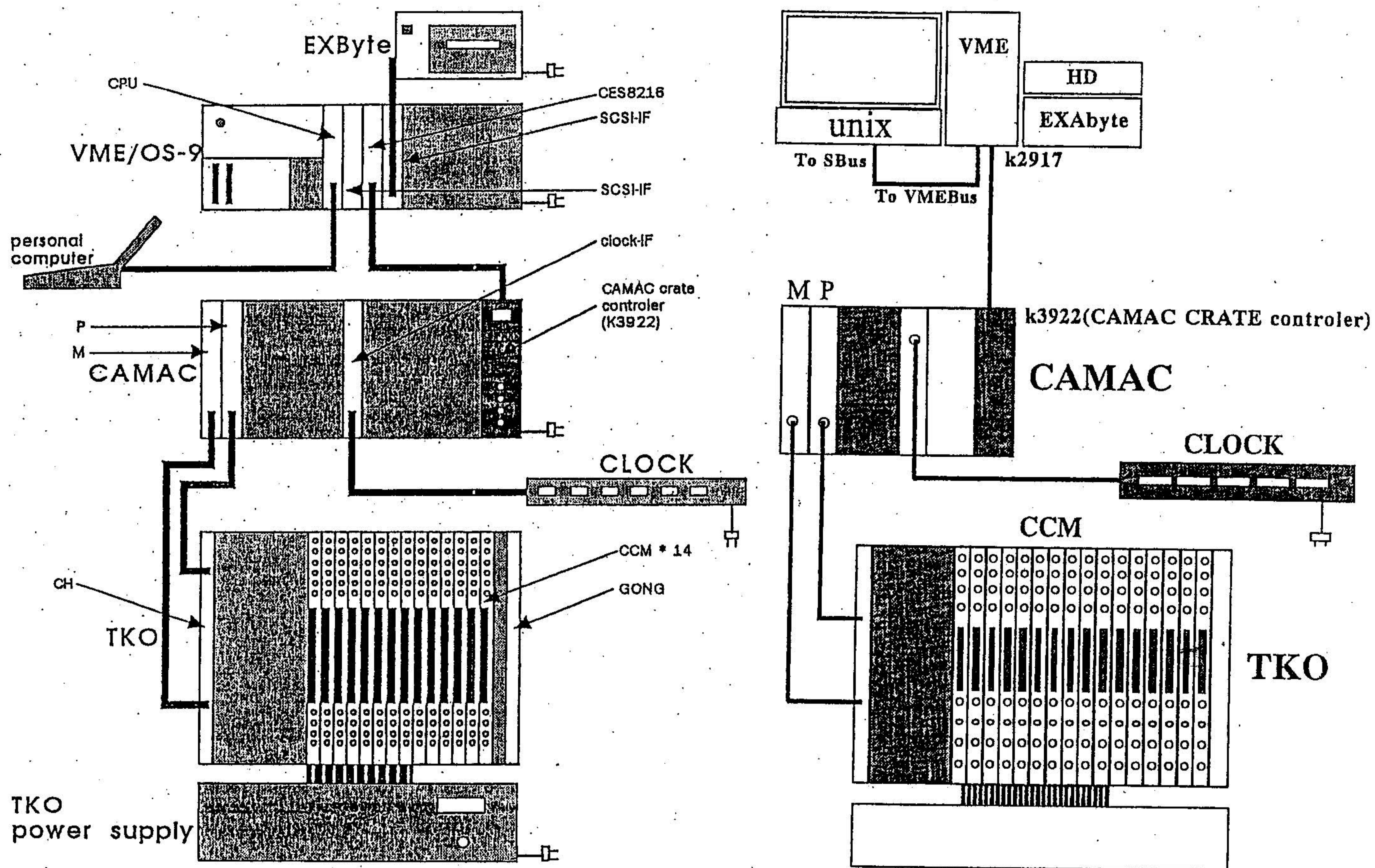


図 30: 旧システムと新システムの概要図。左図が旧システム、右図が新システムを示す。

## 7 結論

我々CANGAROOグループの次期10m望遠鏡が完成すれば100GeV領域の $\gamma$ 線を観測することができる。この装置によりパルサー近傍での粒子の加速機構の解明が一層進むのみならず、比較的近傍の活動銀河核の観測をすれば銀河間での赤外線吸収率が無視できるため“TeV” $\gamma$ 線天体の数も増えることが予想される。また、衛星観測とのギャップが次第にうまりX線からの連続波長による観測が期待される。

次期計画においてはこのような新しい観測体制にふさわしいデータ収集システムの構築も重要な課題の一つである。私は名古屋大学で本システムを構築し試験を行った上でオーストラリアに設置しそれが動作することを確認した。そしてこのシステムが十分次期望遠鏡に使用できることを示した。

オンラインシステムはUNIXを採用したため同時解析が行えるようになった。オ

オンラインプログラムは計算機及びC言語の知識がある人ならだれでもカスタマイズでき今後もより使いやすくしていく予定である。現段階においては、観測中に光電子増倍管の特性をチェックしたり、またトリガーレートをリアルタイムにモニターすることができるようにした。現在の3.8m望遠鏡においても鏡面の再蒸着を行ったことにより反射率が90%に改善されトリガーレートは大幅に増えたが、4章でも述べたようにUNIXによるデータ収集は十分に可能であるとわかったため次期望遠鏡にむけて準備が整ったといえよう。データ収集システムを十分に活用するためにはハードウェア、ソフトウェアの問題など克服すべき課題がまだあり、今後より研究を進める必要はある。今後のTeV  $\gamma$ 線天文学においてCANGAROOが大きく貢献することが期待できる。

## 謝辞

本研究を行うにあたり、直接の御指導を頂きました村木綏教授、松原豊助教授に心から感謝します。オーストラリアのデータ収集や解析など多くの面で御指導を頂きました東京大学宇宙線研究所木舟正教授に深く感謝します。オンラインプログラムを作成するにあたり情報を提供していただき御協力を願いました東京工業大学谷森達助教授、大阪大学核物理研究センターの能町正治助教授に深く感謝します。

またオンラインシステム、デバイスドライバに関して基本的なことから助言して頂いた東京大学宇宙線研究所竹内康雄氏に感謝します。データ解析、シミュレーションなどにおいて御協力を願いました東京大学宇宙線研究所吉越貴紀氏、名古屋大学太陽地球環境研究所D2のさこ隆志氏に心から感謝を致します。

様々な助言・御協力を頂いたCANGAROO Collaborationの皆様に深く感謝申し上げます。

計算機を使用するにあたり、御指導を頂きましたD3の小井辰巳氏に感謝します。オンラインプログラム及び解析、論文を書くにあたり適切な助言を頂いた太陽地球環境研究所の方々に深くお礼を申し上げます。

## A イメージパラメータの定義

イメージパラメータの定義は Whipple グループで提案されたものと同じものを持ちている (Hillas, 1985)。原点をカメラの中心、チェレンコフ光の長軸方向を  $y=ax+b$  とする。ここで、 $i$  番目の光電子増倍管が  $(x_i, y_i)$ 、光量が  $s_i$  だとすると

$$\langle x \rangle = \frac{\sum s_i x_i}{\sum s_i}, \quad \langle y \rangle = \frac{\sum s_i y_i}{\sum s_i}$$

$$\langle x^2 \rangle = \frac{\sum s_i x_i^2}{\sum s_i}, \quad \langle xy \rangle = \frac{\sum s_i x_i y_i}{\sum s_i}, \quad \langle y^2 \rangle = \frac{\sum s_i y_i^2}{\sum s_i}$$

$$\sigma_{x^2} = \langle x^2 \rangle - \langle x \rangle^2, \quad \sigma_{xy} = \langle xy \rangle - \langle x \rangle \langle y \rangle, \quad \sigma_{y^2} = \langle y^2 \rangle - \langle y \rangle^2$$

と計算され ( $\langle x \rangle, \langle y \rangle$ ) はイメージの重心である。ここで、

$$d = \sigma_{y^2} - \sigma_{x^2}, \quad z = \sqrt{d^2 + 4\sigma_{xy}^2}$$

とすると、チェレンコフ光の像の軸の係数は、

$$a = \frac{d + \sqrt{z}}{2\sigma_{xy}}, \quad b = \langle y \rangle - a \langle x \rangle$$

となる。これからパラメータは、

$$Width = \left( \frac{\sigma_{x^2} + \sigma_{y^2} - z}{2} \right)^{1/2}$$

$$Length = \left( \frac{\sigma_{x^2} + \sigma_{y^2} + z}{2} \right)^{1/2}$$

$$Miss = ABS \left( \frac{b}{\sqrt{1+a^2}} \right)$$

$$Distance = \sqrt{\langle x \rangle^2 + \langle y \rangle^2}$$

$$Alpha = a \sin \left( \frac{Miss}{Distance} \right)$$

となる。また、 $r=Distance$  として、

$$\sin \theta = \frac{\langle y \rangle}{r}, \quad \cos \theta = \frac{\langle x \rangle}{r}$$

$$q = (\langle x \rangle - x) \sin \theta + (y - \langle y \rangle) \cos \theta$$

とすると、

$$azwidth = (\langle q^2 \rangle - \langle q \rangle^2)^{1/2}$$

が求められる。

## 参考文献

- Akerlof, C.W., et al. (1991) : Locating very high energy sources with arcminute accuracy. *ApJ*, 377, L97-L100
- Arons, J. (1996) : Pulsars as gamma ray sources: Nebular shocks and magnetospheric gaps. In "TeV Gamma-Ray Astrophysics" (Volk, H.J. and Aharonian, F.A. ed.), Kluwer, p235-255
- Buckley, J.H., et al. (1996) : Gamma-Ray variability of the BL Lacertae object Markarian 421. *ApJ*, 472, L9-L12
- Ball, R., et al. (1995) : User's Guide: Software for UNIX-Based Data Acquisition
- De Jager, O.C. and Harding, A.K. (1992) : The expected high-energy to ultra-high-energy gamma-ray spectrum of the Crab Nebula. *ApJ*, 396, 161-172
- De Jager, O.C., Stecker F.W. and Salamon M.H. (1994) : Estimate of the intergalactic infrared radiation field from  $\gamma$ -ray observations of the galaxy Mrk 421. *Nature*, 369, 294-296
- De Jager, O.C. (1995) : Pulsars and plerions from a gamma-ray perspective. In "Towards a Major Atmospheric Cherenkov Detector-IV" (M. Cresti ed.), Padova, p42-60
- De Jager, O.C., et al. (1996) : Gamma-Ray Observations of the Crab Nebula: A study of the synchro-compton spectrum. *ApJ*, 457, 253-266
- Dingus, B.L. (1995) : The GeV Sky: Observations of EGRET on the Compton Gamma Ray Observatory. In "Towards a Major Atmospheric Cherenkov Detector-IV" (M. Cresti ed.), Padova, p61-75
- Hara, T., et al. (1992) : A 3.8m imaging Cherenkov telescope for the TeV gamma-ray astronomy collaboration between Japan and Australia. *Nucl. Inst. and Meth.*, A332, 300-309
- Harding, A.K. (1996) : Inverse-Compton gamma rays from plerions. In "TeV Gamma-Ray Astrophysics" (Volk, H.J. and Aharonian, F.A. ed.), Kluwer, p257-268
- Kerrick, A.D., et al. (1995) : Outburst of TeV photons from Markarian 421. *ApJ*, 438, L59-L62
- Kifune, T. (1995) : The Prospects for Very High Energy Gamma Ray Astronomy. *Aust. J. Phys.*, 48, 305-319
- Kifune, T., et al. (1995) : Very High Energy Gamma Rays From PSR 1706-44. *ApJ*, 438, L91-L94
- Lamb, R.C. (1996) : Overview of TeV gamma ray observations. In "TeV Gamma-Ray Astrophysics" (Volk, H.J. and Aharonian, F.A. ed.), Kluwer, p53-65
- Longair, M.S. (1981) : High Energy Astrophysics. Cambridge University Pre., p204-209
- Oda, M. (1972) : 宇宙線. 裳華房
- Punch, M. (1992) : Detection of TeV photons from the active galaxy Markarian 421. *Nature*, 358, 477-478.



- Quinn, J., et al. (1996) : Detection of gamma rays with  $E > 300 \text{ GeV}$  from Markarian 501. *ApJ*, 456, L83-L86
- Ramana Murthy and Wolfendale (1991) : Gamma-ray Astronomy. Cambridge Astrophysics Series Pub., p1-22
- Stecker, F.W. and De Jager, O.C. (1996) : Absorption of high energy gamma-rays by low energy intergalactic photons. In "TeV Gamma-Ray Astrophysics" (Volk, H.J. and Aharonian, F.A. ed.), Kluwer, p401-412
- Tanimori, T. (1996) : Recent Status of Next CANGAROO Project of Air Cerenkov Imaging Telescope for sub-hundred GeV Gamma Ray Detection. ICRR-report, 363-96-14
- Takahashi, T., et al. (1996) : ASCA observation of an X-ray/TeV flare from the BL Lacertae object Markarian 421. *ApJ*, 470, L89-L92
- Thompson, D.J., et al. (1993) : Calibration of the Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope (EGRET) for the Compton Gamma-Ray Observatory. *ApJS*, 86, 629-656
- Thompson, D.J., et al. (1996) : EGRET observations of high-energy gamma radiation from PSR B1706-44. *ApJ*, 465, 385-392
- Thompson, D.J., et al. (1996) : Supplement to the second EGRET catalog of high-energy gamma-ray sources. *ApJS*, 107, 235
- Takeuchi, Y. (1992) : 東京工業大学修士論文
- Vacanti, G., et al. (1991) : Gamma-ray observations of the Crab Nebula at TeV energies. *ApJ*, 377, 467-479
- Weeks, T.C., et al. (1989) : Observation of TeV gamma rays from the Crab Nebula using the atmospheric cerenkov imaging technique. *ApJ*, 342, 379-395
- Weeks, T.C. (1996) : The Atmospheric Cherenkov Technique in very high energy gamma-ray astronomy. In "TeV Gamma-Ray Astrophysics" (Volk, H.J. and Aharonian, F.A. ed.), Kluwer, p1-15
- Yoshikoshi, T. (1996) : 東京工業大学博士論文