

修士論文
2001年2月

すばる望遠鏡搭載 γ 線観測装置の開発
及び
CANGAROO 望遠鏡データ収集システムの開発

浅原 明広

99M01010

東京工業大学理学部物理学科
渡邊研究室

Abstract

The satellite observation with the Compton Gamma Ray Observatory have shown that there are many more astrophysical sources of high-energy radiation up to 10 GeV than had been previously suspected. In addition, ground-based observations appeared to show the existence of a number of strong astrophysical sources emitting photons above 300 GeV. However, no telescopes and satellites have operated in the energy region between 10 and 300 GeV in spite of the importance for gamma ray astronomy.

I have developed two atmospheric Cherenkov ground-based detectors, "CHESS" and "CANGAROO" which are able to observe in that "blank" energy region.

SUBARU optical-infrared telescope is located on the top of Mt.Mounakea, Hawaii which is 4200m above the sea level. I simulated using GEANT code and found that the luminosity of Cherenkov light was 4 times larger at 4200 m than at the sea level. And SUBARU telescope has one of the finest mirror in the world with the effective aperture of 8.2m. "High altitude" and "Large mirror" enable to observe 10 GeV energy region. This is why that CHESS was designed for SUBARU telescope. CHESS is a cylindrically shaped detector with the height of 1 meter, the diameter of 1 meter. It has 45 photo-multiplier tubes and put on the prime focus of SUBARU, the field of view is about 0.7 degree. Signals from photo-multiplier tubes are sent to the electronics, which is composed of VME modules mainly. So, the processing speed of the data acquisition system is 10 times faster than that of conventional Cherenkov detectors. This paper reports the development and performance of CHESS.

On the other hand, CANGAROO II telescope is the atmospheric Cherenkov telescope in Woomera, South Australia. It has 556 photo-multiplier tubes and field of view is 3 deg. The energy threshold of the detector is expected to reduce down to about 200 GeV. Using this telescope, we can observe in wide energy region between 200 GeV and 50 TeV. CANGAROO data acquisition system (DAQ) is composed of VME and CAMAC modules. And its trigger rate is about 30 Hz in the live time 80 %. In order to lower the energy threshold more, it is not enough. Then, I developed new DAQ using Linux OS. I tested it and found that the processing speed of new DAQ is 2.5 times faster than that of old one. This paper reports the development and performance of CANGAROO II DAQ.

目次

第 1 章	序論	5
1.1	γ 線放射天体	7
1.2	10 GeV ~ 200 GeV 領域の重要性	12
1.3	10 GeV ~ 200 GeV 領域の観測方法	15
第 2 章	SUBARU 望遠鏡搭載 γ 線観測装置 CHESS の開発	24
2.1	SUBARU 望遠鏡	24
2.2	シミュレーション	24
2.3	CHESS の開発	33
2.3.1	光電子増倍管	33
2.3.2	トリガーロジック	34
2.3.3	取得情報	38
2.3.4	データ収集システム概観	40
2.4	性能評価と試験観測	43
第 3 章	CANGAROO 望遠鏡データ収集システムの開発	47
3.1	CANGAROO II 望遠鏡	47
3.2	トリガーロジック	49
3.3	取得情報	53
3.4	新データ収集システムの開発	56
3.4.1	2CPU 化	56
3.4.2	OS の変更	56
3.4.3	ハードウェア	59
3.5	性能評価	59
第 4 章	まとめと今後の課題	64
4.1	CHESS	64
4.2	CANGAROO	64
Appendix A		66
A.1	CAMAC	66
A.2	TKO	67
A.3	VME	67

目次

1.1	EGRET と地上観測によってとらえられた γ 線源	5
1.2	振動数に対する温度の関係 (a) と大気の透過度との関係 (b)	6
1.3	パルサー概念図	7
1.4	Crab Nebula からの TeV 領域エネルギースペクトル	9
1.5	かに星雲からの放射スペクトルの理論値と観測値との比較	10
1.6	7つの γ 線パルサーのライトカーブ	11
1.7	AGN 概念図	12
1.8	Mrk421 多波長スペクトル	13
1.9	超新星爆発での衝撃による粒子の加速	14
1.10	SN1006 の γ 線強度分布	15
1.11	かにパルサーの微分スペクトル	16
1.12	パルサーの放射モデルによるスペクトルの違い	17
1.13	宇宙線のスペクトル	18
1.14	空気シャワー概念図	18
1.15	チェレンコフ望遠鏡 CANGAROO II	20
1.16	CANGAROO III 完成予想図	20
1.17	ステレオ観測概念図	21
1.18	SUBARU and CHES	22
1.19	CELESTE によるかに星雲の 50 GeV 観測報告	23
1.20	10 ~ 数 100 GeV を狙う検出器一覧	23
2.1	すばる望遠鏡外観	25
2.2	光電子増倍管の分光特性	26
2.3	SUBARU 用 γ 線カメラ	27
2.4	1 TeV γ 線のシャワーシミュレーション	28
2.5	3 TeV 陽子のシャワーシミュレーション	28
2.6	陽子と γ 線の像の比較	28
2.7	トリガー 3p.e \times 1PMT での有効検出面積	29
2.8	トリガー 3p.e \times 1PMT でのエネルギースペクトル	30
2.9	スペクトルの天頂角依存性	31
2.10	CHES 全体図	34
2.11	完成した CHES	35
2.12	すばる望遠鏡主焦点付近の設計図	36
2.13	PMT とアンプボックス	36

2.14	DSM ブロック図	37
2.15	CHESS のトリガーロジック	38
2.16	パルス幅から信号の光量を算出する概念図	39
2.17	タイミングチャート	42
2.18	エレクトロニクス全体のチャート図	43
2.19	CHESS ネットワーク網	44
2.20	トリガー周波数による Live time の変化	45
2.21	すばるに搭載される CHESS	46
3.1	南オーストラリア州ウーメラ	48
3.2	CANGAROO II 望遠鏡 主鏡面部フレーム (上)	49
3.3	CANGAROO II 望遠鏡 主鏡面部フレーム (横)	50
3.4	CANGAROO II イメージングカメラ	50
3.5	光電子増倍管 R4124UV	51
3.6	光電子増倍管 R4124 の分光特性	51
3.7	CANGAROO のトリガーロジック	52
3.8	Weather monitor	55
3.9	Cloud monitor	55
3.10	旧 CANGAROO の DAQ	57
3.11	CANGAROO DAQ timing チャート図	58
3.12	OS 別マシン別 VME access speed test	60
3.13	OS 別 interrupt latency	61
3.14	新 CANGAROO の DAQ	62
3.15	周期パルサーをトリガーにした際の、live time の変化	63
3.16	実際の観測におけるトリガー周波数ごとの live time の変化	63
A.1	CAMAC 寸法図	68
A.2	CAMAC 概念図	69
A.3	TKO 概観	69
A.4	VME 寸法図	70
A.5	VME 概念図	70

表 目 次

2.1	夜光のみによるトリガー数	32
2.2	トリガーによる SN 比の比較	32
2.3	TRA402 スペック	33
2.4	CHESS の取得情報一覧	39
3.1	CANGAROO の取得情報一覧	53
3.2	OS 別、CPU 別のベンチマークテスト結果	59

第1章 序論

古来より 1930 年代までは、天文学といえばもっぱら可視光による観測が中心であったが、50 年代に入ると、他波長での測定が始まった (図 1.2)。電波領域では、電波パルサーの存在が明らかになり、ビッグバン宇宙論を裏付ける 2.7K の背景放射 (The cosmic microwave background radiation) が観測された [1]。一方、可視光より波長の短い、いわゆる X 線の領域でも、可視光の観測では予想も出来なかった様々な新事実がもたらされた。X 線パルサーのような、新しい天体の発見、ブラックホールの観測的な証拠などは、X 線天文学がその魁となったものである。

X 線よりさらにエネルギーの高い γ 線の観測は、当初困難を極めたが、1970 年代の終りに次々と打ち上げられた観測衛星、SAS-II, COS-B 等がすばらしい成果を出し、その魁となった。90 年代に入ると、20 MeV から 30 GeV の広いエネルギーバンドを観測できる大型スパークチェンバー EGRET をはじめ、BATSE, OSSE, COMPTEL の 4 つの観測装置を搭載した NASA の Compton Gamma Ray Observatory (CGRO) 衛星が打ち上げられた。CGRO は、4 つの装置で 20 keV から 30 GeV までのエネルギー領域で観測を行い、従来の衛星と比べ 1 桁以上よい検出感度と角度分解能を駆使し、300 以上の γ 線放射天体を見つけた (図 1.1)。地上でも空気チェレンコフ光望遠鏡が TeV 以上のエネルギーをもつ γ 線放射天体を同定し、 γ 線天文学は大きな飛躍を遂げた。

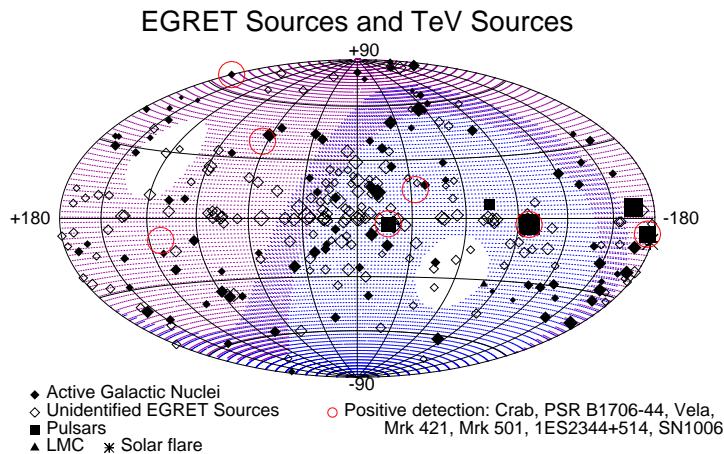


図 1.1: EGRET によって捕えられた 100 MeV 以上の γ 線源と、地上観測によってとらえられた TeV γ 線源

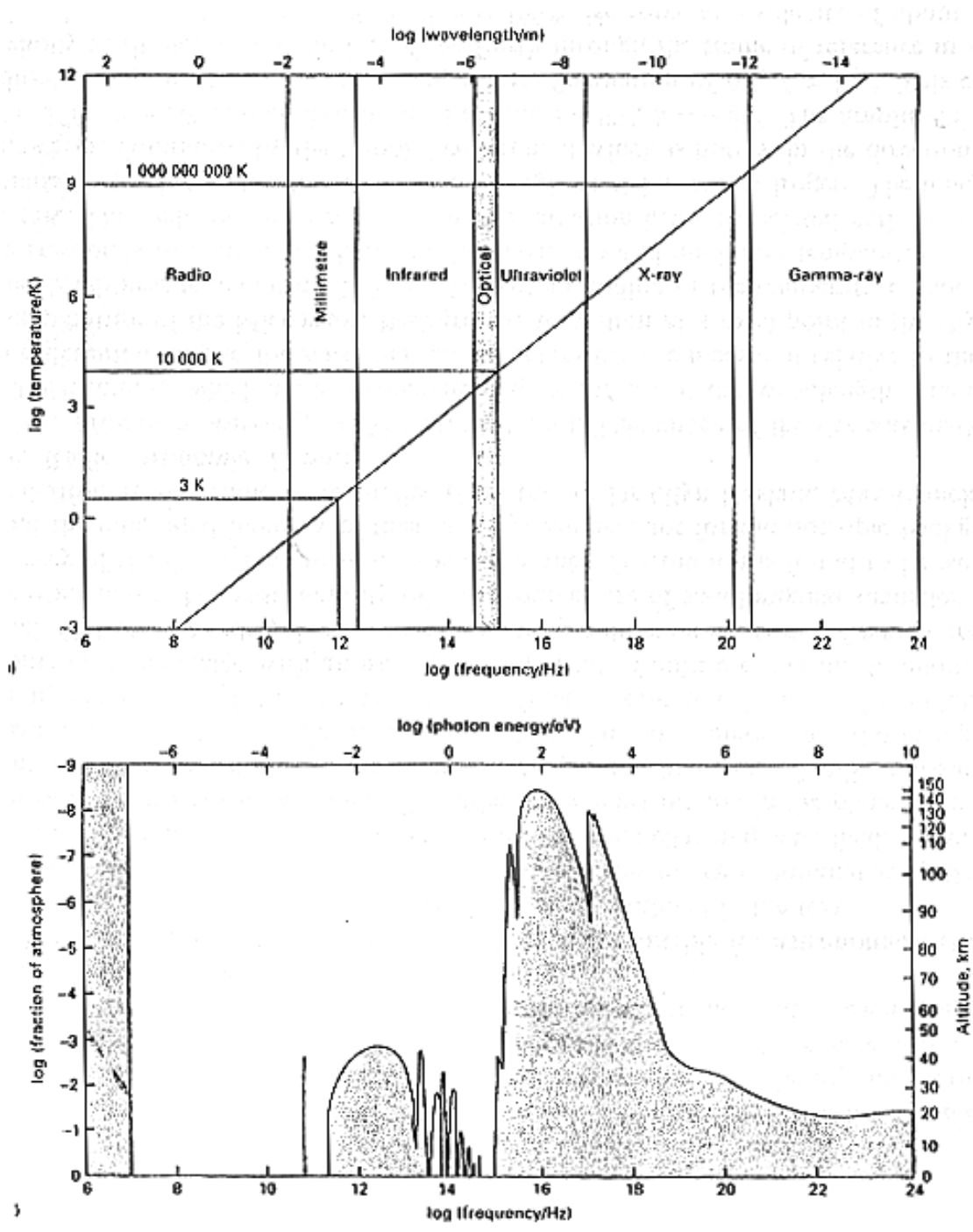


図 1.2: (a) 振動数に対する温度の関係。温度は黒体放射を仮定し、振動数との関係は $\nu_{MAX} = 10^{11}(T/K)$ Hz; $\lambda_{MAX}T = 3 \times 10^6$ nmK によって得られる。
 (b) 振動数に対する大気の透過度の関係。可視光、および比較的波長の短い電波のみが地上で観測できる”窓”を持っていることがわかる。X 線、 γ 線を直接観測するためには、宇宙空間に出なければならない。

1.1 γ 線放射天体

現在 γ 線放射が確認されている天体はパルサー、超新星残骸、活動銀河核、太陽フレア、 γ 線バースト等があるが、そのうち本研究の主な対象となる3つの興味深い天体について解説しておく。

γ 線パルサー

一般的にパルサーとは、質量が太陽質量の約8倍以上の巨大な恒星が、II型超新星爆発¹をおこした時につくられる中性子星である。典型的な中性子星パルサーは、中心密度は 10^{15} g/cm³、質量は太陽質量の1.4倍程度、半径は約10kmほどで、表面の地場の強さは約 10^{12} Gと考えられている。また、1秒~10ミリ秒の周期で自転していて、このため、自転周期に同期して電磁波を放出していて、パルサーのほとんどは電波領域で観測できる電波パルサーとして知られている。かにパルサー (Crab pulsar) は代表的な γ 線パルサー

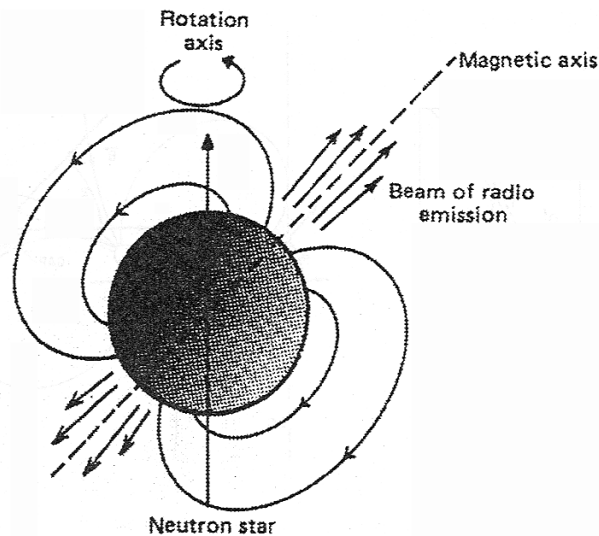


図 1.3: パルサー概念図

のひとつであり、かに星雲 (Crab Nebula) の中心部分にある。かに星雲自体は、超高エネルギー²分野の発展に大きく関わった天体のひとつであり、ほとんど全ての波長領域で観測できる非常に明るい天体である。

かにパルサーの自転周期は $P = 33$ msec、周期の減衰率は $\dot{P} = 13.5 \times 10^{-6}$ sec \cdot year⁻¹ であり、回転エネルギーの放出率は次式で計算することができる。

$$-\dot{E}_{rot} = -\frac{d}{dt}\left(\frac{1}{2}I\Omega^2\right) = (2\pi)^2 I \frac{\dot{P}}{P^3}$$

¹ 超新星爆発には、大きくわけてI型、II型がある。I型は水素の輝線がみられない比較のおだやかな爆発で、II型はそのスペクトルに水素の輝線を持ち、太陽質量の8倍以上の巨星にみられる激的な爆発であるといわれている。

² Very High Energy : VHE 10^{10} eV ~ 10^{14} eV の範囲を指す

I は慣性モーメントで、典型的には $\sim 10^{45}$ g cm² である。計算結果はおよそ 4.6×10^{38} erg/s となり、観測されているかにパルサー / 星雲からの放出エネルギー $\sim 10^{37}$ erg/s を賄うには十分な値である。

具体的なエネルギー放出過程としては、最も簡単な双極子放射を考え、自転軸と垂直な双極子モーメントの成分を m_{\perp} とし、中性子星表面 ($R \sim 10^6$ cm) での磁場の強さを $B \sim m/R^3 > m_{\perp}/R^3 \sim 10^{12}$ G として計算すると、

$$L = \frac{2m_{\perp}^2 \Omega^4}{3c^3} \sim 3 \times 10^{37} \left(\frac{B}{10^{12} \text{ Gauss}} \right)^2 \left(\frac{P}{33 \text{ msec}} \right)^{-4} \text{ erg/sec}$$

となり、観測結果と良く合う。

このような特徴を持つかに星雲が、超高エネルギー領域でも放射が観測できるであろうという予想は、30年以上も前に出されていた。その後多くの実験がかに星雲を目標とし、そのような放射を確認しようとしていたが、ついに1989年 Whipple Observatory によって、はっきりとした TeV γ 線放射を検出することができた。

1990年台には、かに星雲は TeV γ 線源である最も有名な天体の一つとして各地のチェレンコフ光望遠鏡で観測されはじめた。現在までの TeV 領域かに星雲の地上観測による結果をまとめたのが図 1.4 である。0.25 ~ 10 TeV の領域においては、どの検出器もよく一致していることがわかる。10 TeV 以上の領域では、CANGAROO がスペクトルを 70 TeV あたりまでとらえていて、その結果は空気シャワーアレイ (後述) で求められた上限値と一致している [20]。

かに星雲は 10 GeV 以下の領域では中心部のパルサーからの周期成分が放射の大半をしめる。しかし、TeV 以上のチェレンコフ望遠鏡の結果からは周期成分は見つからなかった。この事実は、TeV 領域の放射がパルサー自身からではなく、星雲内の広がった領域から出ているものであるという説を支持するものである。これらの TeV 領域の非パルス放射についての理論的な裏付けとしては、SSC (Synchrotron Self-Compton) モデルが提案されている。これは、逆コンプトン散乱を引き起こす相対論的電子自身が、そのターゲットとなる光子をシンクロトロン放射によって生み出すというものである [10]。しかし、かに星雲は SSC モデルのみではエネルギースペクトルが観測と合わず、2.7K 宇宙背景放射光子との逆コンプトン散乱、遠赤外線放射光子との逆コンプトン散乱などを加えなければならない [6]。図 1.5 は、以上の理論により得られたスペクトルを非パルス成分の観測結果と比較したものである。全体的に理論と実験とはよく一致しているようにみえる。

GeV 以下の領域でパルサーとしてとらえられている天体は他にも PSR B1706-44, ほ座パルサーなどが有名であり、いずれも良い観測対象となっているが、やはり TeV 領域でのパルス成分は見られないのが特徴である。

AGN

次に代表的な γ 線源として、活動銀河核 (Active Galactic Nuclei : AGN) があげられる。AGN とは、普通の銀河とは桁外れに激しい放射をおこなっている系外天体である。活動銀河核の中心には、大質量 (太陽質量の 10^6 から 10^9 倍) のブラックホールがあり、その周辺にガス物質が落下することにより降着円盤が形成される。それと同時にブラックホー

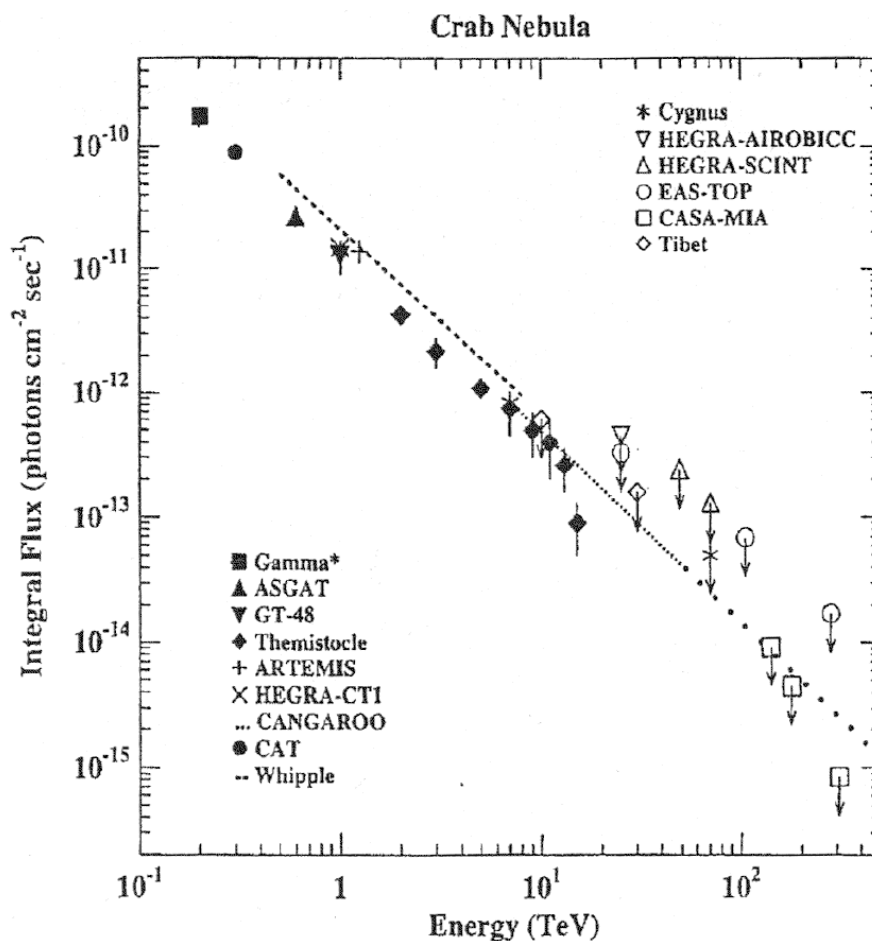


図 1.4: かに星雲 (Crab Nebula) からの TeV 領域エネルギースペクトル。塗りつぶされた点は検出されたもので、白色点は上限値のみが報告されているものである。0.5~8 TeV までの破線は Whipple、7~50 TeV までの狭い点線は CANGAROO で得られたものである。また、50 TeV 以上の広い点線は CANGAROO で得られたラインを延長して重ねて書いたものである。[9]

ルの中心から、外へジェットが噴出し、非常に強い放射が起こるといわれている (図 1.7)。つまり、このジェットが地球の方向を向いている活動銀河核が、高エネルギーの γ 線源となっているようである。

AGN は電波、赤外線、可視光、X 線、 γ 線のそれぞれの波長領域で観測されており、その特徴から電波銀河、セイファート銀河、クェーサー、BL Lac 天体といった分類がなされる。中でも、非常に高エネルギーな γ 線が検出されている AGN は、OVV (Optically Violent Variable) クェーサーと呼ばれる天体と、BL Lac 天体のみである。この 2 つは特徴がにていることもあり、まとめてブレーザー (BL Lac + quasar: Blazar) という。その特徴を列挙すると、

- 強い電波放射と平らな電波スペクトルを持つ。

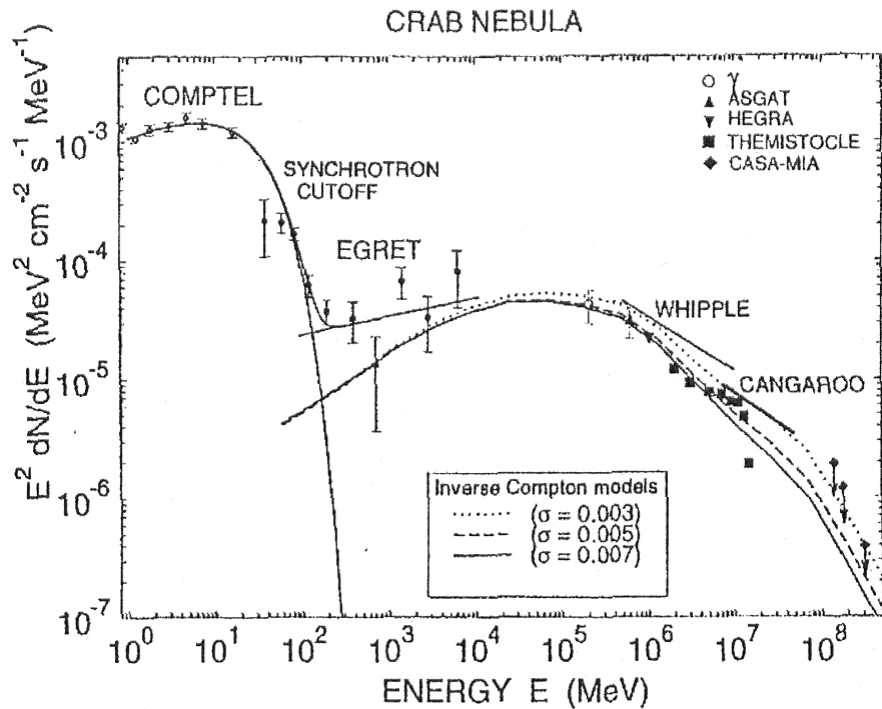


図 1.5: かに星雲からの放射スペクトルの理論値と観測値との比較

- 放射強度は等方的な放射を仮定した場合 10^{49} erg/s と大きい。
- 強度の時間変動が激しい (X 線の場合、数時間単位)。

時間変動が激しいことから、放射領域は比較的小さいと考えられる³。

ジェットからどのように高エネルギー γ 線が放出されているか、ということについては、中性子星パルサー同様、様々なモデルが考えられているが、いまだ不十分である。素過程としては、低エネルギー光子がジェット中の相対論的電子との逆コンプトン散乱によって、高エネルギー γ 線まで叩き上げられる過程が有力であり、このときの低エネルギー光子の起源について、降着円盤からくるとする説 [11] と、逆コンプトン散乱に寄与する電子自身がシンクロトロン放射によって光子をつくっている、とする説 (Synchrotron Self-Compton: SSC model)[12] がある。

超新星残骸

超新星残骸も γ 線源となる。超新星残骸とはその名の通り、超新星爆発により吹き出された星の外層である。構成物質は光速の数%程度の速度で、あたりの空間物質をかき集めながら広がってゆく。

³変動の時間幅を Δt とすると、放射領域 $R < \Delta t \times c$ と見積もられる。それ以上であれば、位相の違う波同士が打ち消し合って変動が見られないからである。

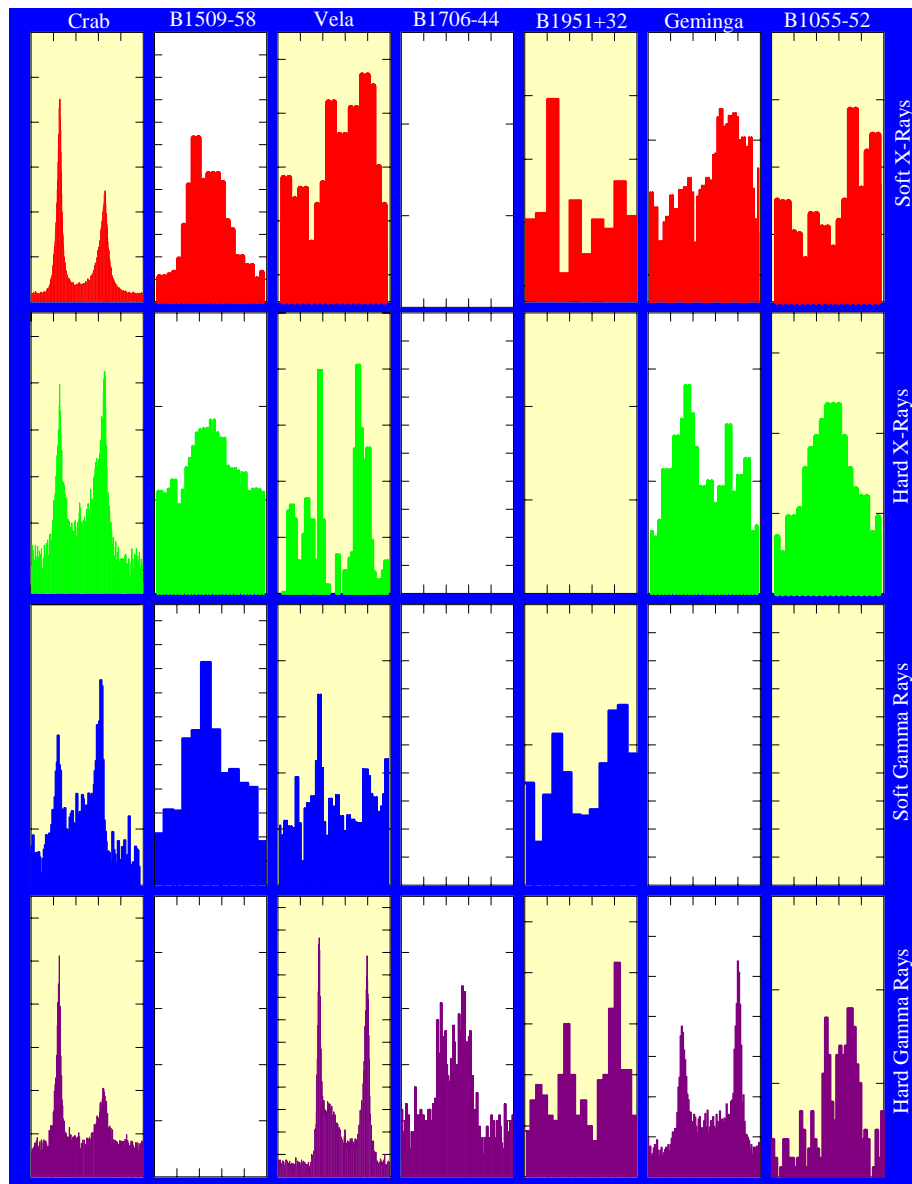


図 1.6: γ 線で捉えられた 7 つのパルサーのライトカーブ。横軸は周期一つ分を表す [14]。

超新星残骸は 2 つの型に分類される。一つが Cassiopea A や SN1006 に代表されるシェル型と呼ばれるグループで、もう一方はプレリオン (plerions⁴) と呼ばれており、代表的な天体にかに星雲がある。シェル型超新星残骸のエネルギー源は星間物質および超新星からの射出物質中を伝搬する衝撃波である。衝撃波により物質が熱せられプラズマとなり、X 線領域で熱制動放射が観測されている。また、衝撃波の前面ではプラズマとその内部の磁場が圧縮され、この領域に捉えられた粒子は非熱的なフェルミの一次加速によって高エネルギー領域まで加速される (図 1.9)。このようにして加速された荷電粒子が逆コンプトン

⁴Filled-centre supernova remnant ともいう

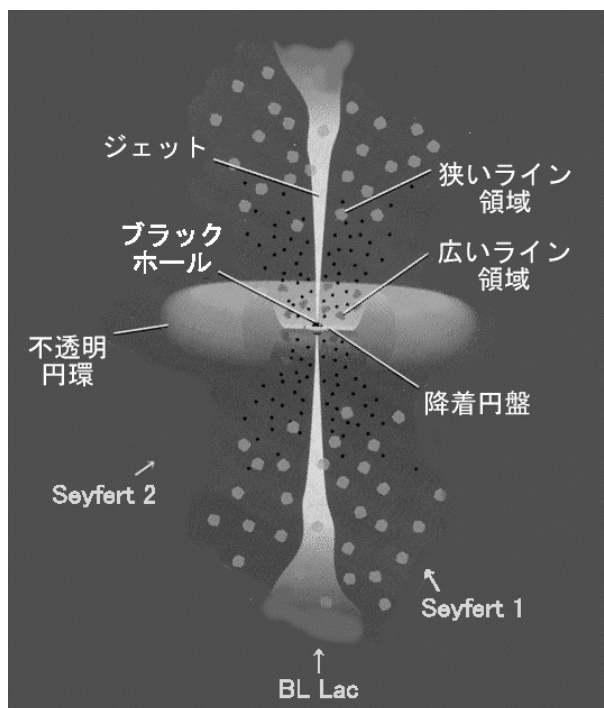


図 1.7: AGN 概念図。中心部から吹き出されるビームの方向に観測者 (地球) が存在すれば BL-Lac 天体 (ブレイザー)、ビームからはずれた方向をみているならば Seyfert 銀河、と観測されるものと考えられている。

散乱、またはシンクロトロン放射を起こして γ 線を放出すると考えられている。

一方、プレリオンは中心部にパルサーを持つ比較的若い超新星残骸である。パルサーは高速で回転しつつパルサー風を出し、周囲の物質にエネルギーを供給する。プレリオンからの放射は電波から X 線領域まで単一の冪関数で表され、放射機構はシンクロトロン放射であるといわれている。

パルサーや AGN がほぼ点源なのに対し、広がった天体である超新星残骸からはなんらかの構造が期待できる。例えば、シェル型天体である SN1006 では、広がったシェルの北東側 (N-E リム) からの γ 線が CANGAROO で捉えられている (図 1.10)[21]。後述する CANGAROO 望遠鏡のステレオ化が完成すれば、さらに詳しい構造が期待できる。これにより、粒子加速理論に貴重な情報を提供できるであろう。

1.2 10 GeV ~ 200 GeV 領域の重要性

最近の 10 年で γ 線天文学が非常な進歩をとげたということは、先に述べたとおりである。keV から数 GeV の領域にかけては CGRO がめざましい活躍をみせ、TeV 以上の分野では世界各地のチェレンコフ望遠鏡が数々の結果をだしている。しかしその間の 10 GeV ~ 200 GeV の領域は、 γ 線放射機構を解明する上で非常に重要であるにもかかわらず、地上、宇宙観測ともに難しく、未踏の領域となっている。

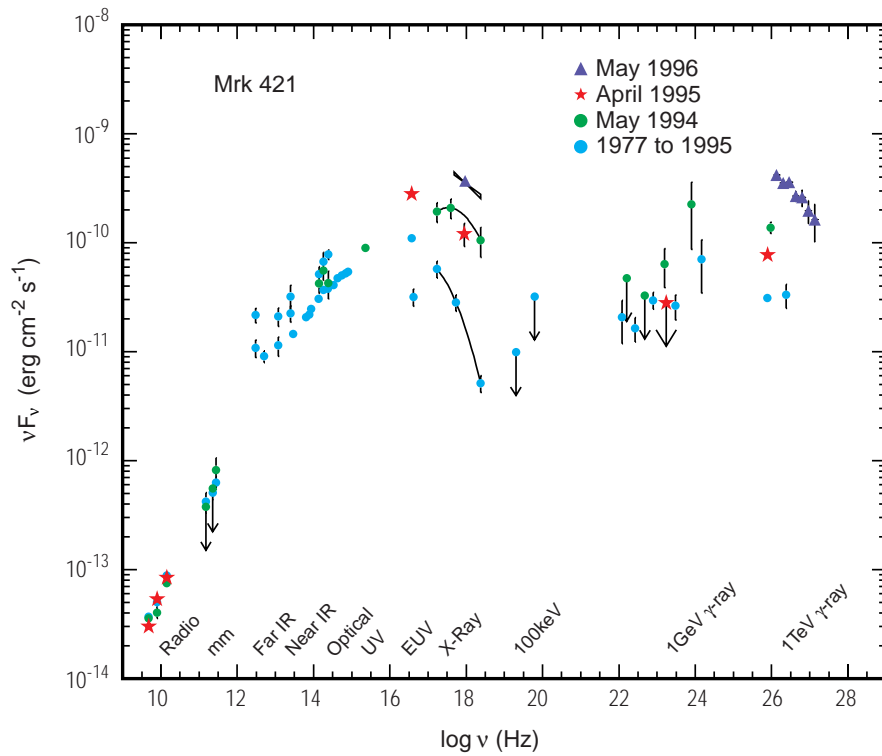


図 1.8: Mrk421 多波長スペクトル

かに星雲のスペクトルは、先に述べたように、GeV 以下でのパルス成分、TeV 以上での非パルス成分の間に、未同定の穴があいた状況である (図 1.11)。

数 GeV 領域での他波長と同期したパルス信号の存在は、回転する中性子星付近を源とする粒子加速が、GeV 領域まで及んでいることを強く示唆するものであるが、この放射を説明する中性子星加速理論は、ポーラーキャップモデルとアウターギャップモデルとに意見がわかれている。ポーラーキャップモデルは中性子星のごく近傍の強くねじ曲げられた磁場によって生じる電位差によって、荷電粒子が加速され、その粒子が曲がった磁場に沿って進む際にシンクロトロン放射によって高エネルギー γ 線を放出する。この γ 線は中性子星の磁場内で次々とカスケードを起こし、それが広い領域における γ 線放射を可能とする。一方、アウターギャップモデルは、パルサー磁気圏外部の開いた磁力線と磁気中性面との境界面に出来る真空ギャップで荷電粒子が加速され、シンクロトロン放射が逆コンプトン散乱によって γ 線が放出されるとしている。

どちらが正しいのかは、現在の観測データからは決定することができない。両者とも 30 GeV 程度までは、似たようなフラックスを示すからである。しかし、30 GeV 以上の観測データがあれば、事情は変わってくる。このぐらいのエネルギーになると、ポーラーキャップモデルでは磁場中での電子・陽電子対生成が支配的になるため、 γ 線は外に出にくくなるからである (図 1.12)。よって、この領域での観測データは、そのまま中性子星パルサーの加速原理の理解につながっていくと考えられるのである。

活動銀河核 (AGN) についても 10~200 GeV 領域は重要である。一般的に、AGN の多

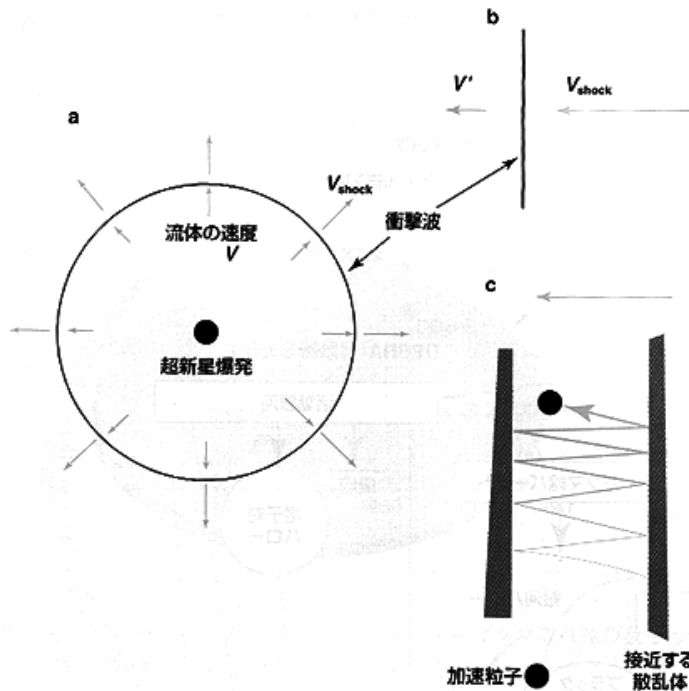


図 1.9: 超新星爆発で放り出された物質が、星のまわりの物質に衝突し、押し退け貯め込みながら広がる。その結果、衝撃波が形成され、その両側では流れの速度や物質密度が不連続に変化し、'跳び'をもつことになる。強い衝撃波では、'跳び'の大きさは定圧比熱の定積比熱に対する比 $\gamma (\approx 5/3)$ で表され、衝撃波面は $V_{shock} = ((\gamma - 1)2/\gamma)V$ で伝播する。(b) 衝撃波の静止系では、衝撃波を経験したあとの流れの速度 $V' = ((\gamma - 1)/2\gamma)V$ である。(c) 粒子が巨視的質量を持った壁との正面衝突で跳ね跳ばされて、エネルギーを与えられる様子に例えた模式図 [4]

波長スペクトルは低エネルギー側ではシンクロトロン放射によるピークが存在していて、そのスペクトルは数々の測定によってかなり正確に決定されている。一方 γ 線領域に対応する高エネルギー側のピークは、現在電子起源による逆コンプトン散乱によるもの、とする説が有力であるが、先に書いたように 10 GeV ~ 数 100 GeV の領域は観測が難しく、正確なスペクトルが得られていないため、陽子が光子と衝突して生まれた π^0 粒子を γ 線源にするという陽子起源モデルも否定されたわけではない。

図 1.8 に代表的な AGN, Mkr421 の多波長スペクトルを示したが、多くの AGN では 50 GeV 付近に γ 線放射強度のピークが存在する。これを、逆コンプトン散乱によるものすれば、50 GeV 付近のスペクトルを決定することは非常に重要である。ピーク値を正確に見積もることが出来れば、逆コンプトン散乱の放射強度を計算することができ、すでによくわかっているシンクロトロン放射による放射強度との比から、AGN の放射中心部近傍の磁場を正確に求めることができるからである。磁場の強度の精度は、AGN 中心部での粒子加速理論を解明する重要な手がかりとなる。

また、 γ 線検出器 EGRET からは 50 以上の γ 線 AGN が報告されているが、そのうち

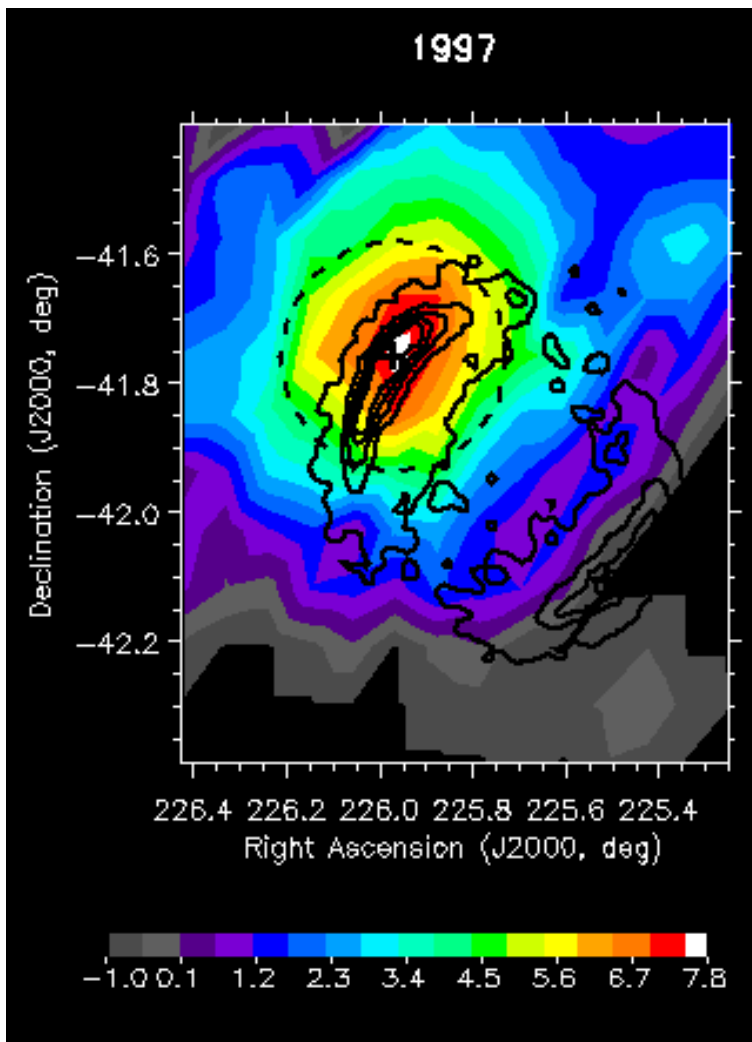


図 1.10: SN1006 の γ 線強度分布。図中等高線は ASCA による X 線の強度分布。

TeV 領域にスペクトルをもつのは我々の銀河近傍の、Mrk421($z=0.031$), Mrk501($z=0.034$), PKS2155-304(0.116), 1ES2344+514($z=0.044$) の 4 つだけであり、その他は現在のチェレンコフ望遠鏡群では捉えられていない。すなわち、10 GeV ~ 数百 GeV の間に、スペクトルの Cut off が存在することは明らかであり、そのスペクトルを決めてやることも、AGN での粒子加速機構の理解に役立つだろう。

1.3 10 GeV ~ 200 GeV 領域の観測方法

この未踏の領域の観測を、SUBARU と CANGAROO の 2 つの望遠鏡を用いて行うための検出装置を開発することが本研究の目的である。

めざましい活躍をみせた CGRO であるが、 γ 線のフラックスはエネルギーの上昇とともに、急激に減少する。また、高エネルギーの γ 線は透過能力が高く、非常に大きな検出

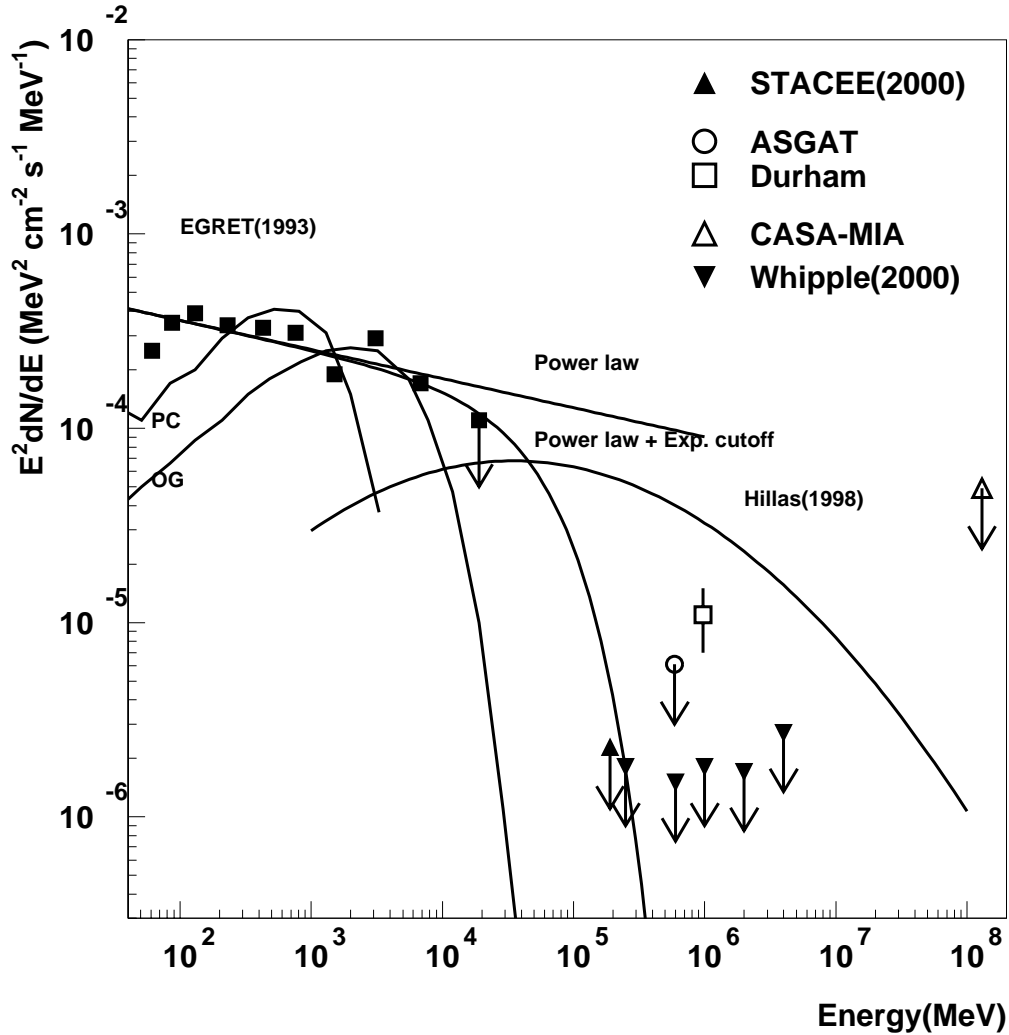


図 1.11: かにパルサーの微分スペクトル。10 GeV から 200 GeV の領域はまだ誰も観測できていない。図中 PC は polar cap model(Harding 1999)、OG は outer gap model(Romani 1999)、Power law は EGRET のデータをフィッティングしたもの (Nolan et al.1993)、Power law + Exp.cutoff は EGRET のデータにカットオフエネルギーを $E_0 = 60$ GeV として計算したもの、Hillas はかに星雲からの非周期成分のモデル (Hillas et al.1998)。

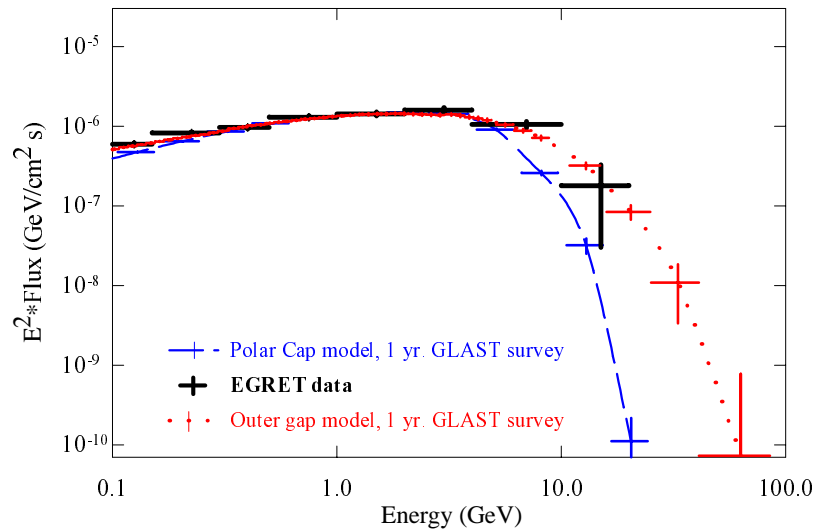


図 1.12: パルサーの放射モデルによるスペクトルの違い。アウターギャップモデルは、ポーラーキャップモデルにくらべ、高いエネルギーまでスペクトルがのびると予想されている (スペクトルは ほぼ座パルサーのもの)[14]。

器が必要になってくる。このため、大きさが限られている人工衛星は、高エネルギー領域では検出効率あがらず不向きである。

10 GeV 以上のエネルギー領域では、地上観測の方が有利である。宇宙から降ってくる γ 線を直接地上で捕まえることは難しいが、 γ 線と空気シャワー (次章参照) の性質を巧みに利用し、いわば大気を検出器として用いて、大きな検出面積で観測を可能とするのが、チェレンコフ望遠鏡である (図 1.15)。

チェレンコフ望遠鏡の検出原理

チェレンコフ望遠鏡は、 γ 線が大気中で形成する空気シャワー中の荷電粒子が発するチェレンコフ光を巨大な反射鏡で集める。

大気中に高エネルギーの宇宙線粒子が入射すると、大気中の原子核と電磁相互作用をおこして二次粒子を生成する。これらの二次粒子はエネルギーが十分であればさらに多数の粒子を生成する。このような現象を拡大空気シャワー、または単に空気シャワーとよぶ (図 1.14)。

γ 線が入射した場合、原子核との電磁相互作用により電子陽電子対生成をおこす。

$$\gamma \rightarrow e^+ + e^- \quad (1.1)$$

さらに生成された電子 (または陽電子) は制動放射により、 γ 線を放出する。このように、 γ 線が引き起こすシャワーは大量の電子・陽電子・光子による電磁カスケードシャワーである。

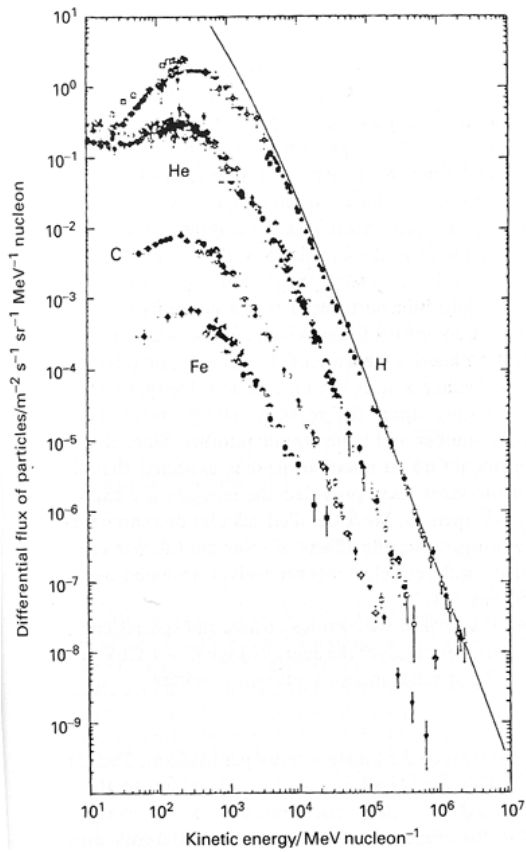


図 1.13: 宇宙線のエネルギースペクトル。高エネルギーの宇宙線ほど、地上に降り注ぐ数は少なくなっているのがわかる。

一方、陽子が入射した場合、大気中の原子核と相互作用して、主に π 粒子 (π^\pm, π^0) が生成される。このうち π^0 は寿命が短く ($\tau = 8.4 \times 10^{-17}$ 秒)、直ちに

$$\pi^0 \rightarrow \gamma + \gamma \quad (1.2)$$

と崩壊して γ 線が放射されるので、後は電磁カスケードが発達していくことになる。 π^\pm の寿命は $\tau = 2.6 \times 10^{-8}$ sec と比較的長く、相対論的效果で寿命が延びることもあり、崩壊前に大気中の原子核と再び相互作用し、たくさんの中間子を生子出す。これを繰り返すことで、核カスケードシャワーが発達していく。エネルギーの低くなった π^\pm は

$$\pi^+ \rightarrow \mu^+ + \nu_\mu \quad \text{or} \quad \pi^- \rightarrow \mu^- + \bar{\nu}_\mu \quad (1.3)$$

のように崩壊し、 μ や ν 粒子が作られる。陽子シャワーの二次粒子の中で、電磁カスケードシャワーを引き起こすのは π^0 粒子であるため、 γ 線によって引き起こされる γ 線シャワーと同程度の電磁カスケードシャワーを引き起こす陽子のエネルギーは、 γ 線の約 3 倍である。

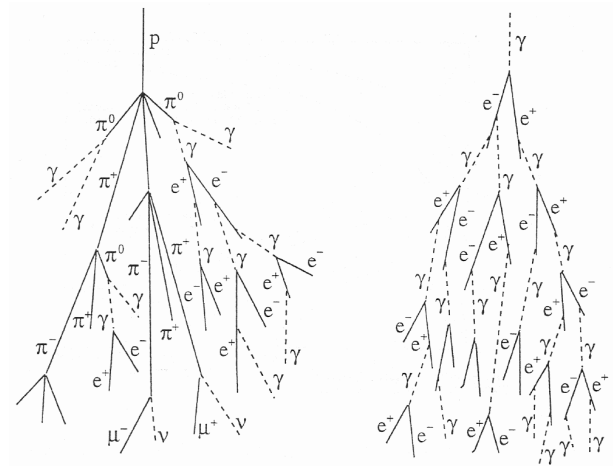


図 1.14: 空気シャワー概念図。右が γ 線を入射したもの、左が陽子を入射したもの

一般的に、屈折率 n の物質内で、荷電粒子が物質内の光速度を超えるとその粒子からはチェレンコフ光が発せられる。チェレンコフ光の放出される方向は、粒子の進行方向とのなす角を θ とすると、

$$\cos \theta = \frac{c'}{v} = \frac{1}{n\beta} \quad (1.4)$$

である。ここで c は光速度、 c' は物質中の光速度、 v は粒子の速度、 n は屈折率、また $\beta = v/c$ である。大気中の空気シャワー荷電粒子は、ほぼ真空中の光速度 c で運動していると考えられ、地表付近での大気の屈折率は $n \sim 1.00028$ であるから、この場合 $\theta \sim 1.4^\circ$ となる。逆にチェレンコフ光を発生するエネルギー閾値は、電子では ~ 21 MeV、 μ では ~ 4.3 GeV となる。また、大気上空では屈折率は小さくなるため、 θ が小さくなる。しかし、実際にはシャワーの中の電子は空気中で多重クーロン散乱を受けて軌道が曲げられてしまうので、シャワーからのチェレンコフ光は数度程度の広がりを持つことになる。TeV 領域ではこの角度は $\sim 3^\circ$ 程度である。

電荷 e の荷電粒子が長さ dl 運動したときに、チェレンコフ光の放射によるエネルギー損失は、 ω を放射されたチェレンコフ光の角運動量とすると

$$\frac{dE}{dl} = \frac{e^2}{c^2} \int_{n\beta \geq 1} \left(1 - \frac{1}{n^2\beta^2}\right) \cdot \omega d\omega \quad (1.5)$$

とあらわされる。この式より、長さ l 運動したとき、波長 λ_1 と λ_2 の間に放射される光子数 N は

$$N = \frac{2\pi e^2}{\hbar c} \left(1 - \frac{1}{n^2\beta^2}\right) \left(\frac{1}{\lambda_2} - \frac{1}{\lambda_1}\right) l \quad (1.6)$$

となり、 θ および微細構造定数 $\alpha \simeq 1/137$ を用いて

$$N = 2\pi\alpha(1 - \cos^2 \theta) \left(\frac{1}{\lambda_2} - \frac{1}{\lambda_1}\right) l \quad (1.7)$$

と書ける。これより、地上で $\beta \simeq 1$ の荷電粒子が 1m 走った場合、約 27 個の光子が 350 ~ 550nm の波長域に放出されることになる。

数 100 GeV 領域

上記のような技術をつかって、CANGAROO 望遠鏡や Whipple 望遠鏡などが TeV 以上の γ 線を検出することに成功したが、数 100 GeV 領域の γ 線については、チェレンコフ光量が少なすぎて観測できていなかった。

数 100 GeV 程度の γ 線を有為に検出できるようにチェレンコフ光を集めるためには、10m クラスの大きな鏡が必須である。そこで CANGAROO グループでは 1999 年 4 月に口径 7m の CANGAROO II 望遠鏡による観測を開始し、さらに 2000 年 3 月には鏡の拡張工事を行い、口径 10m の望遠鏡を完成させた。これにより現在観測可能なエネルギー閾値は 300 GeV 程度にまで下がってきている。

さらに観測閾値と精度を高めるため、CANGAROO グループはステレオ観測計画を進めている (CANGAROO III 計画。図 1.16)。これは、4 台の 10m 望遠鏡により観測を行うことで単純に 4 倍の検出面積で観測できるだけでなく、空気シャワーの起源であった粒

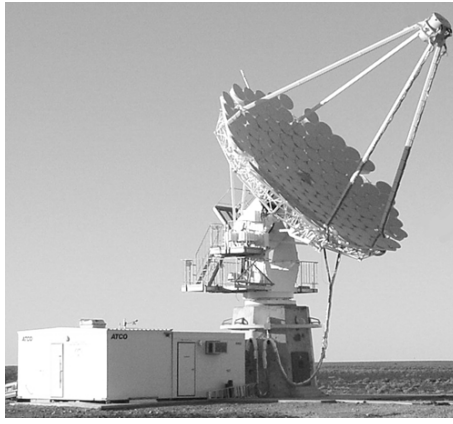


図 1.15: チェレンコフ望遠鏡 CANGAROO II

子の到来方向 (シャワー軸の方向) と、シャワー軸と地表との交点 (シャワー入射位置) を一イベント毎に算出でき、観測粒子の到来方向の決定精度の向上と、 S/N 比の向上におおいに役立つ (図 1.17)[22]。シミュレーションによれば、CANGAROO III で 100 GeV ~ 数 10 TeV までの幅広いエネルギースペクトルを得ることができる。

ただし、エネルギー閾値が 100 GeV 程度まで下がってくると、イベントレートの上昇が懸念される。実際、口径 3m の CANGAROO I 望遠鏡は、エネルギー閾値が 1 TeV でイベントレートが平均 1Hz 程度だったのに対し、現在稼働中の CANGAROO II 望遠鏡ではエネルギー閾値 300 GeV でイベントレートは 50Hz 程度になっている (このうち約 9 割が夜光バックグラウンドである)。このため、CANGAROO I に使われていたデータ収集システムでは不十分であり、新たにデータ収集システムを考える必要があった。本論文では現在 CANGAROO II に搭載されている Linux OS を用いた新しいデータ収集システムの開発とその性能評価をまとめている。

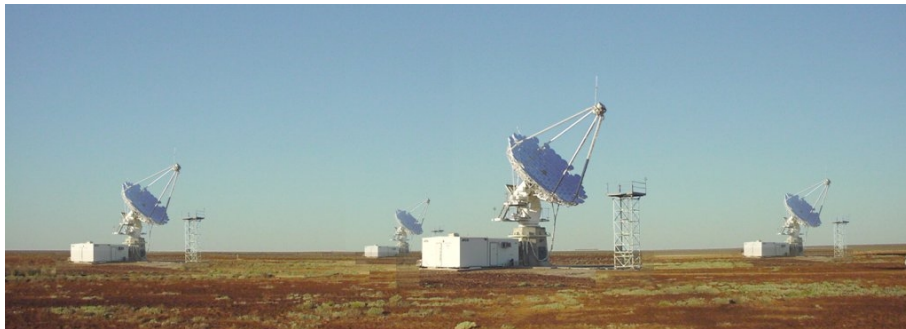


図 1.16: CANGAROO III 完成予想図

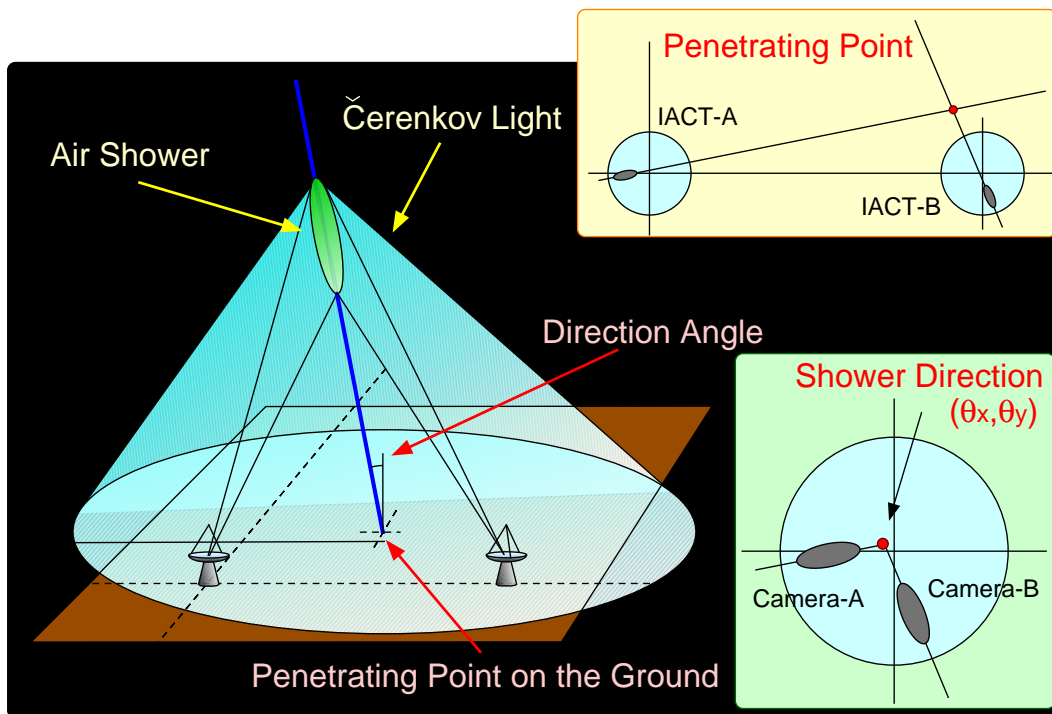


図 1.17: ステレオ観測概念図

10 GeV 領域

10 GeV ~ 100 GeV の領域になると、さらにチェレンコフ光量は減り、もはや地上での観測は難しくなる。唯一可能な方法として、光量が約 4 倍多いと見積もられている 4000m 級の高地へ行き、10m 級の大口径望遠鏡を用いて、可能な限りチェレンコフ光を集める方法が考えられる。すばる望遠鏡は、4000m の高地に 8.2m の世界最高水準の鏡があるという点で、この方法がとれる唯一の望遠鏡である。

シミュレーションによれば、SUBARU 望遠鏡にチェレンコフ光観測装置を搭載した場合、エネルギー閾値は 15 GeV 程度になることがわかった (section 2.2,[23])。そこで、光学・赤外線望遠鏡である SUBARU をチェレンコフ望遠鏡として利用できるようなチェレンコフ光観測装置 CHES を開発した。CHES では高速な回路バスを採用して 1kHz 程度のトリガーレートでも、十分にデータ収集できるように開発されている。また、SUBARU 望遠鏡への取り付けの後には本体に人為的なアクセスは一切できなくなるので、すべての操作は光ファイバーを通したリモート制御で行えるようになっている。これらのシステムは CANGAROO II に先駆けて新たに開発したもので、その技術は今後の CANGAROOIII にも生かされていく予定である。

10 GeV 領域は CHES の他にも多くの観測装置が目標としている (図 1.20)。中でもフランスの CELESTE は、昨年夏かに星雲からの 50 GeV の連続スペクトルを捉えたという中間報告を出した (図 1.19,[7])。この結果については、得られたフラックスが逆コンプトン散乱の理論曲線の値よりもかなり低いことと、ほぼ同型の実験装置 STACEE⁵ の観測閾値

⁵アメリカ, ニューメキシコ州

190GeV 程度に留まっている [8] ことから、多少の議論を呼んでいる。しかし、数 10 GeV 領域の観測に現在もっとも精力的な実験グループであることには間違いはない。また、2005 年にはアメリカの GLAST 衛星が打ち上げられる。GLAST 衛星は EGRET の検出限界である 20 GeV をはるかに超える、100 GeV 付近までの観測が可能であるといわれている。その他、現在計画中の MAGIC⁶なども、この領域の観測を目標にしている。

このように数 10 GeV 領域は重要であるが、それゆえに競争が激しい領域でもある。しかし、SUBARU 望遠鏡と CHESS ならば十分に競争に耐えうるものと考えている。例えば GLAST 衛星はポインティング観測を行わないため、CHESS ならば、10 時間の観測で GLAST の 1 年間の観測より 1 桁以上良い感度を出すことが可能である。MAGIC についてはまだ計画段階で稼働し始めるまでには時間を要する。

本論文ではこの SUBARU 望遠鏡用 γ 線観測装置 CHESS の開発と性能評価をまとめた。

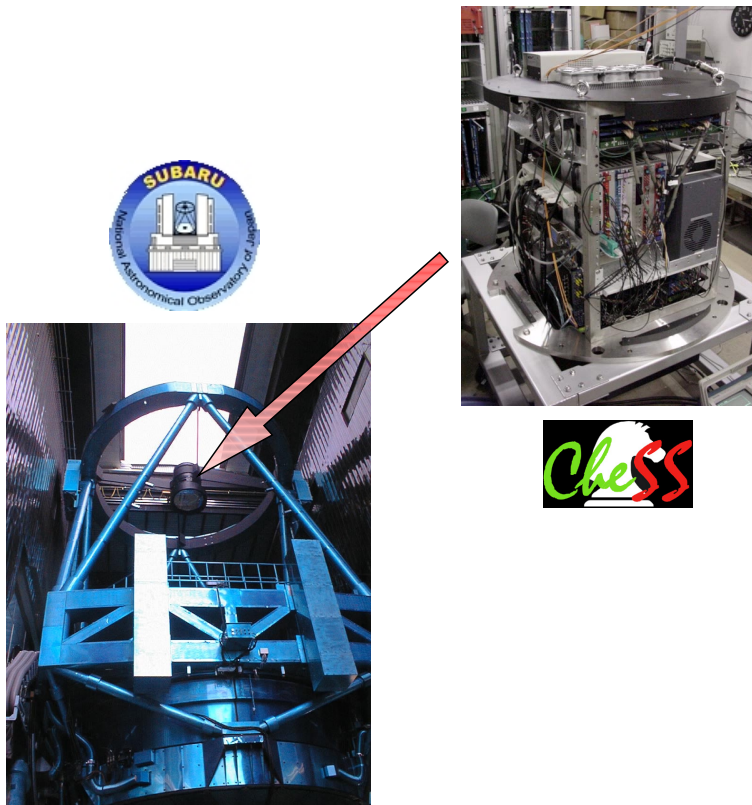


図 1.18: SUBARU 望遠鏡の主焦点 (图中矢印) に CHESS が搭載された。

⁶ドイツ:口径 17m チェレンコフ望遠鏡

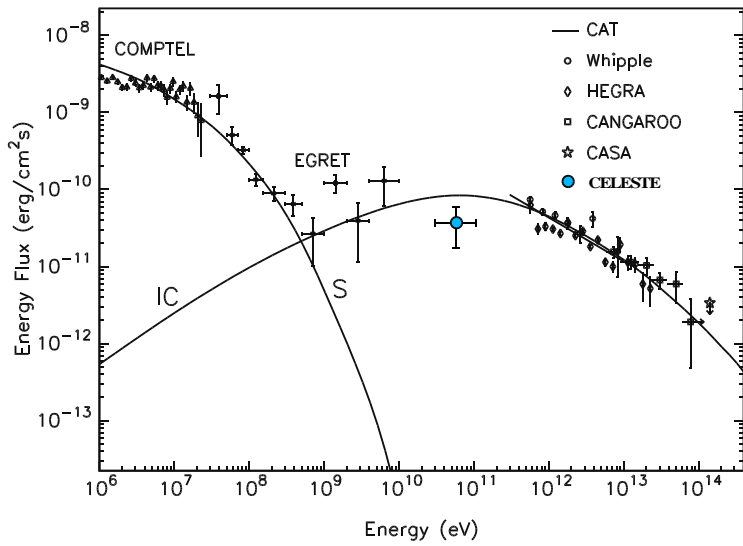


図 1.19: CELESTE によるかに星雲の 50 GeV 観測報告。図中 S はシンクロトロン放射、IC は逆コンプトン散乱の理論曲線。

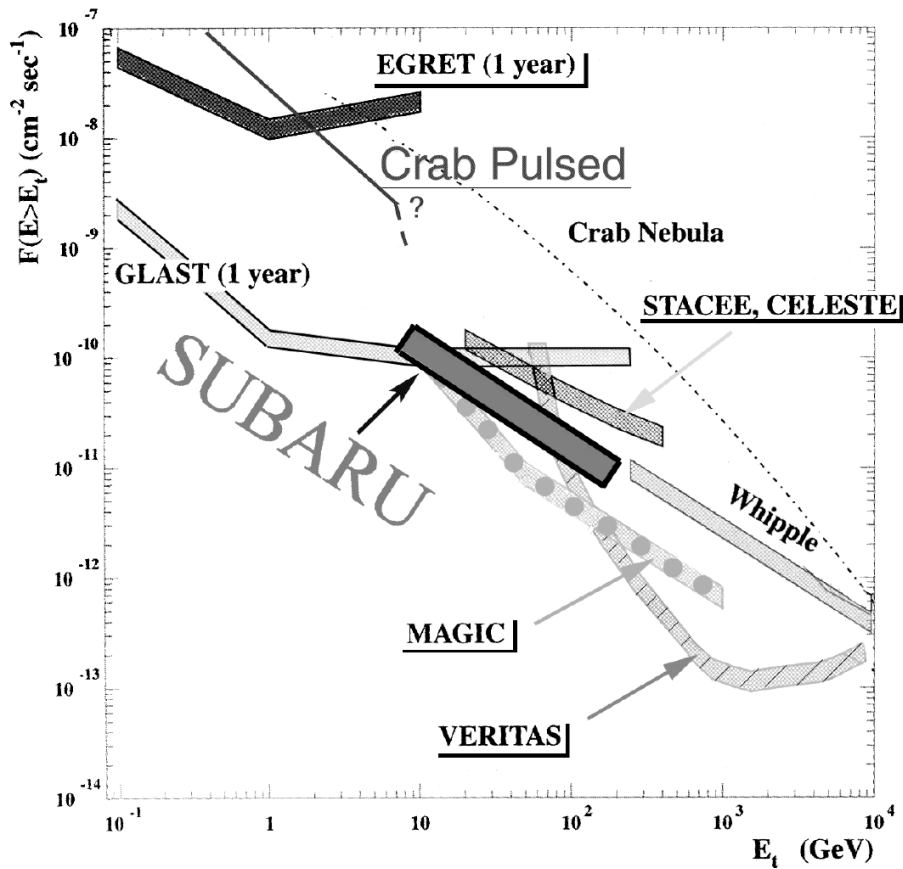


図 1.20: 10 ~ 数 100 GeV を狙う検出器一覧。

第2章 SUBARU望遠鏡搭載 γ 線観測装置 CHESSの開発

第1章で述べたように、現在ハワイ島で稼働中の国立天文台 SUBARU 望遠鏡は、10 GeV 領域の観測が可能な世界で唯一の望遠鏡である。そこで、光学・赤外用の SUBARU 望遠鏡を γ 線チェレンコフ望遠鏡として用いるために、専用の検出器”CHESS(CHErencov light detecting System on SUBARU)を新たに開発した。

2.1 SUBARU 望遠鏡

SUBARU 望遠鏡は、光学、電子工学、精密制御工学など、現代技術の粋を集めて建設されている次世代望遠鏡である。その口径は望遠鏡の限界とまでいわれたパロマ天文台の5m望遠鏡を軽く抜き、同じマウナケア山頂にある KECK II 10m 望遠鏡に次ぐ 8.2m を誇る。しかも、KECK が小型の独立した反射鏡を多数並べて口径 10m を実現しているのに対し、SUBARU は厚さ 20cm しかない 8.2m の一枚鏡をたえず制御して高精度の反射を実現している。

2.2 シミュレーション

シミュレーション方法

一次宇宙線からの空気シャワーの生成には、高エネルギー物理学実験の分野で広く使用されている CERN ライブラリ中のシミュレーションパッケージ、GEANT3.21 を用いた。ただし、チェレンコフ光発生のルーチンについては東京工業大学の荻尾氏の作成したプログラムの高速改良版を用いている。このシミュレーションプログラムは元々 CANGAROO 望遠鏡のために書かれたものを東京工業大学 原氏がすばる用に修正したものである。今回それを以下に示すような新しいパラメータに従って再度修正を加えた。

シミュレーションパラメータ

CHESS の γ 線カメラは、図 2.3 に示したように合計 45 本の光電子増倍管を 7×7 の正方形(うち四隅は抜けている)に配置している。各光電子増倍管は浜松ホトニクス製の R2497 を使っていて、寸法としては外径 26x26mm、内径(光電面)23x23mm の角型となっている。また、その量子効率は図 2.2 に示したとおりである。シミュレーションにおいては、量子効率は 20% に固定した。

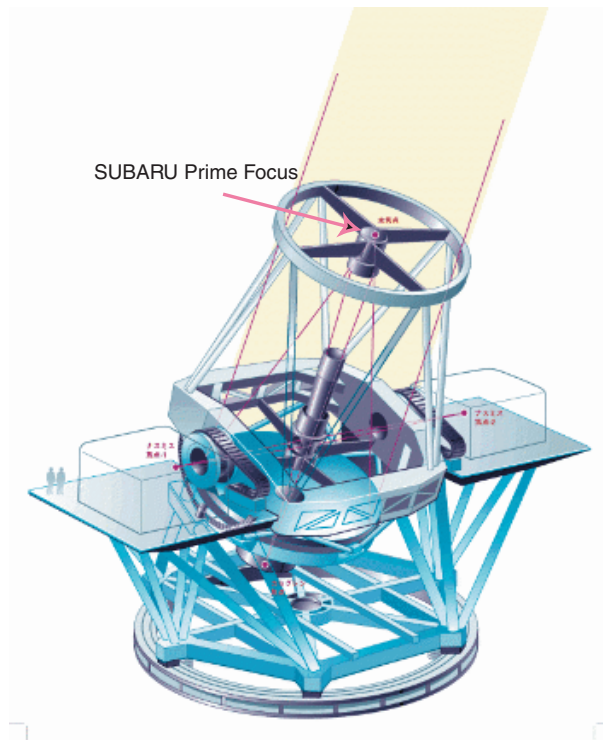


図 2.1: すばる望遠鏡外観

カメラの一辺が 200mm、焦点距離が 15m であることから、カメラ全体の視野角は約 0.764° である。また、光電子増倍管一本あたりの視野角はおよそ 0.0931° となる。ただし、実際の光電面は外径すこし小さく $23 \times 23 \text{mm}$ である。シミュレーションでは、この効果も加味した。

SUBARU 望遠鏡のパラメータとしては以下のような数値を用いた。

- | | |
|-----------------|-------|
| ● 反射鏡の形 | 回転放物面 |
| ● 反射鏡の口径 | 8.2m |
| ● 焦点距離 | 15m |
| ● 鏡面の反射率 | 90% |
| ● 補正レンズによる光量減少率 | 50% |

シミュレーション手順

基本的に γ 線は望遠鏡がむいている光軸に平行に降らせている。陽子の入射角は望遠鏡の光軸から、最大で 1° のランダムなばらつきを与えている。また、シャワーシミュレーションは膨大な時間がかかるため、シミュレーションの統計を増やすためには一つの入射粒子に対して一つだけの望遠鏡を置いていたのでは効率が悪い。そこで、一つの入射粒子

透過型光電面分光感度特性

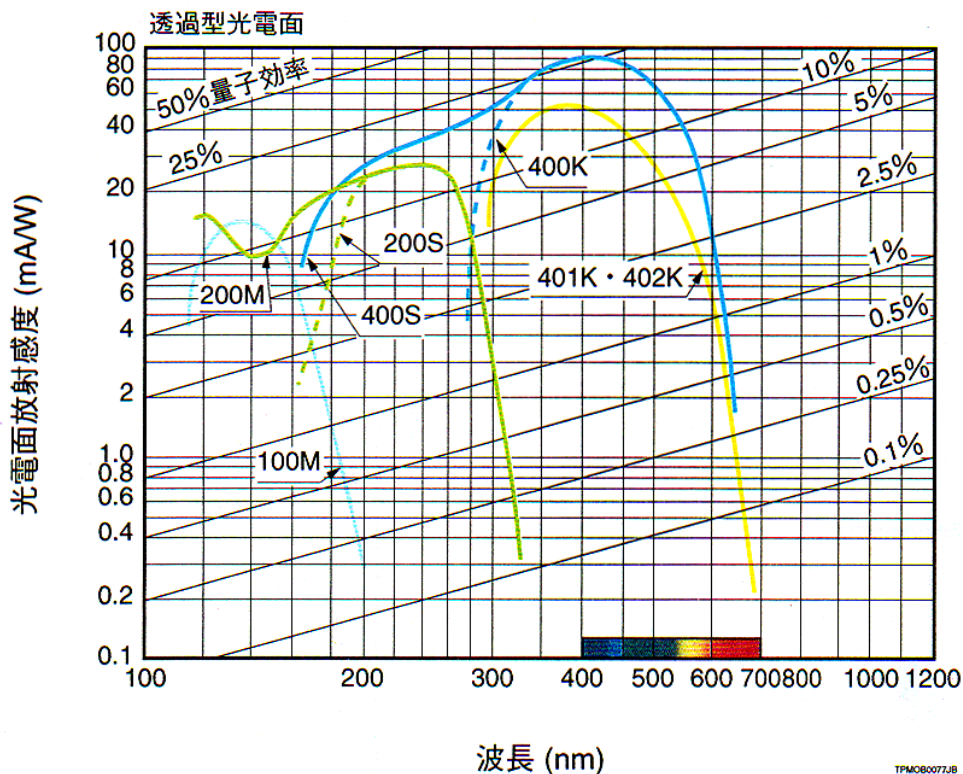


図 2.2: 光電子増倍管の分光特性。“400K”と書かれた点線が今回採用した R2497 の特性を示す。

に対しシャワー軸から光量が極端に減少しない半径 100m の範囲に 20 台の望遠鏡をランダムに配置した。これは、 γ 線の空気シャワーは個体差が小さく、それによる結果の影響も少ないと考えられるためである。さらに“夜光”についても考慮してある。夜光とは恒星や黄道光によるバックグラウンドのことであるが、Jelly がまとめた夜光の値から見積られる量 (今回は $6.5 \text{ photon sec}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$) を、20 台の望遠鏡に対しランダムに入射させている。

まず、上で述べてきたようなパラメータを用い、6,10,15,30,60,100,150,300 GeV の γ 線と 18,30,90,180,300 GeV の陽子のシャワーシミュレーションを行った。陽子の値の組は、 γ 線のエネルギーの 3 倍の値をとり、いくつか削除したものである。

また、CHESSE では γ 線のエネルギーを大角度法によって見積もる。天頂角 0 度と 50 度では、空気シャワーとチェレンコフ光が通る空気層の厚さが異なる。空気層が厚いとそれだけ、粒子からのチェレンコフ光の光密度は SUBARU 望遠鏡に届くまでに低くなる。つまり天頂角が大きくなっていくと、観測可能なエネルギー閾値は高い方向にシフトすることになる。これを逆に利用して、大角度から天頂角 0 度までの観測を行い、フラックスの変化をみてやることで、粒子のエネルギーを見積もる。このため、天頂角 0 度から 50 度

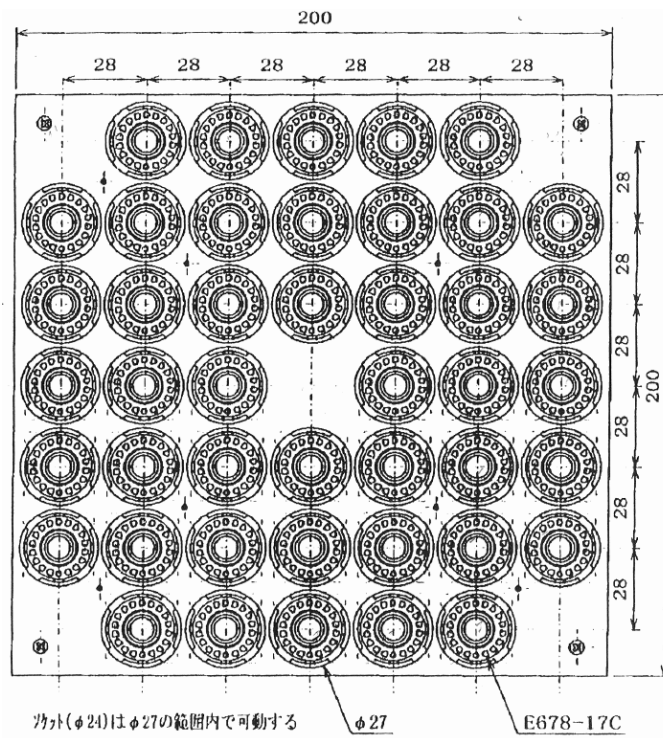


図 2.3: SUBARU 用 γ 線カメラ

までのシャワーシミュレーションを行った (図 2.9)。

これらのシミュレーション結果から実際に CHESSE で観測した際に得られるであろうかに星雲のエネルギースペクトルをトリガー条件別に計算した。

トリガー条件とは、どのようなイベントを正しいイベント (この場合 γ 線) としてとりこみ、どのようなイベントをバックグラウンド (この場合夜光や陽子) として落とすかの判定基準である。同一イベントで “一本あたり n 個の光子を捕まえた光電子増倍管が m 本あったとき” データを取り込むこととし、この条件を $n(\text{p.e}) \times m(\text{PMT})$ と呼ぶことにする。図 2.4, 2.5 に示したとおり、 γ 線に比べ、陽子シャワーは幅広く広がった形となる。よって、陽子起源のイベントは多数の光電子増倍管にとらえられ、一本当たりの光電子数は少ない。一方 γ 線起源の方は、シャワーが狭い面積に降り注ぐため、少数の光電子増倍管で捕えられ、一本当たりの光電子数は多くなる (図 2.6)。よって、トリガー条件を適切に定めてやれば、多数のイベントから、 γ 線によるものを取り出すことができる。

具体的なエネルギースペクトルの計算方法としては、

1. シミュレーションを終えたシャワーデータに対し、 $2 \times 1 \sim 4 \times 6$ までのトリガー条件をかけて、全イベント (20000) にたいする、トリガーにかかったイベント数の比を求める。
2. 求めた比に、検出面積 (今回は半径 100m の円とした) を掛け、これを有効検出面積と定義する。単位は m^2 。(例: 図 2.7)
3. 有効検出面積 に、対象とする星雲のフラックスを掛け、“すばる” によって得られる

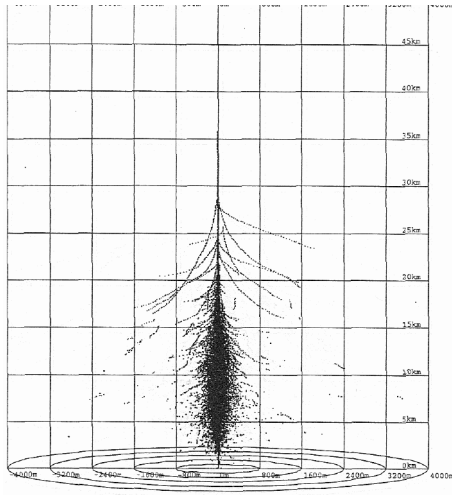


図 2.4: 1 TeV γ 線のシャワーシミュレーション

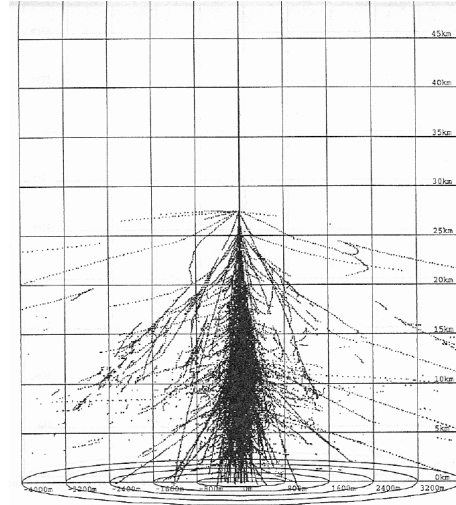


図 2.5: 3 TeV 陽子のシャワーシミュレーション

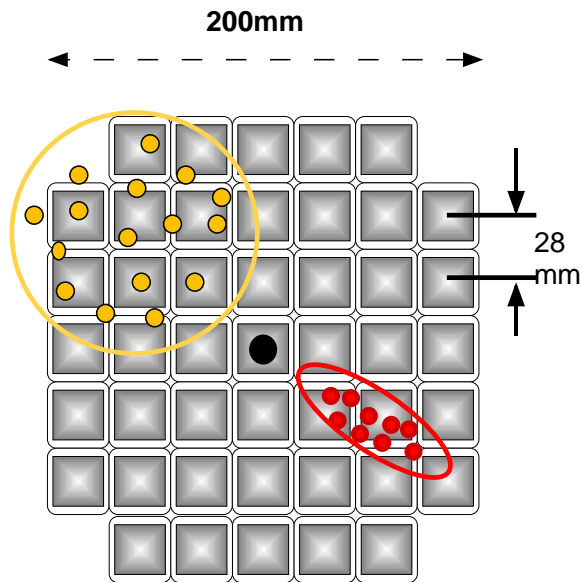


図 2.6: 陽子と γ 線の像の比較。陽子が広がったイベントになるのに対し、 γ 線イベントはコンパクトにまとまったイベントとなる。

であろう γ 線エネルギースペクトルを得る。(例:図 2.8)

4. エネルギースペクトルを積分し、計数率(トリガーレート)を見積もる。
5. 同様の手順を陽子シャワーに対しても行なう。ただし、陽子の場合は有効検出面積の単位は m^2str である。

ここで、かに星雲のスペクトルは第一章でも述べたとおり、低エネルギー側 ($\sim 10 \text{ GeV}$) でのパルス成分と、全域に渡る(ただし、高エネルギー側 $100\text{GeV} \sim$ で、より支配的) 非パルス成分があり、それぞれべき乗の指数が異なっている。シミュレーションを行った $10 \text{ GeV} \sim 300 \text{ GeV}$ の領域においてはデータが無いので、ここでは MeV 領域でのパルス成分と非パルス成分を合わせた Fierro らによる式

$$0.7 \times \left(\frac{E}{100\text{MeV}}\right)^{-4.89} + 2.3 \times \left(\frac{E}{100\text{MeV}}\right)^{-2.05} 10^{-8} \text{photonMeV}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1} \quad (2.1)$$

を用いた。

以上のようにして求めた、様々なトリガーによる γ 線と陽子のエネルギースペクトルを見比べることで、最適なトリガー条件を決定していくことになる。

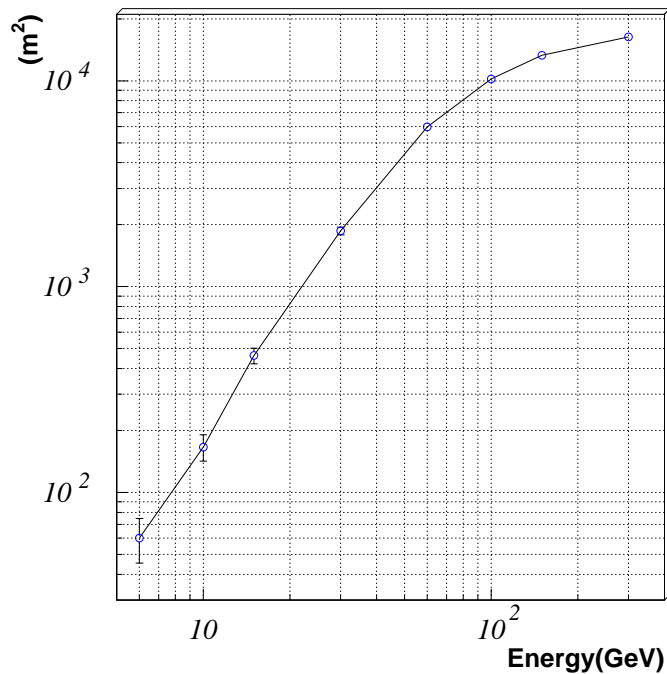


図 2.7: トリガー $3\text{p.e} \times 1\text{PMT}$ での有効検出面積

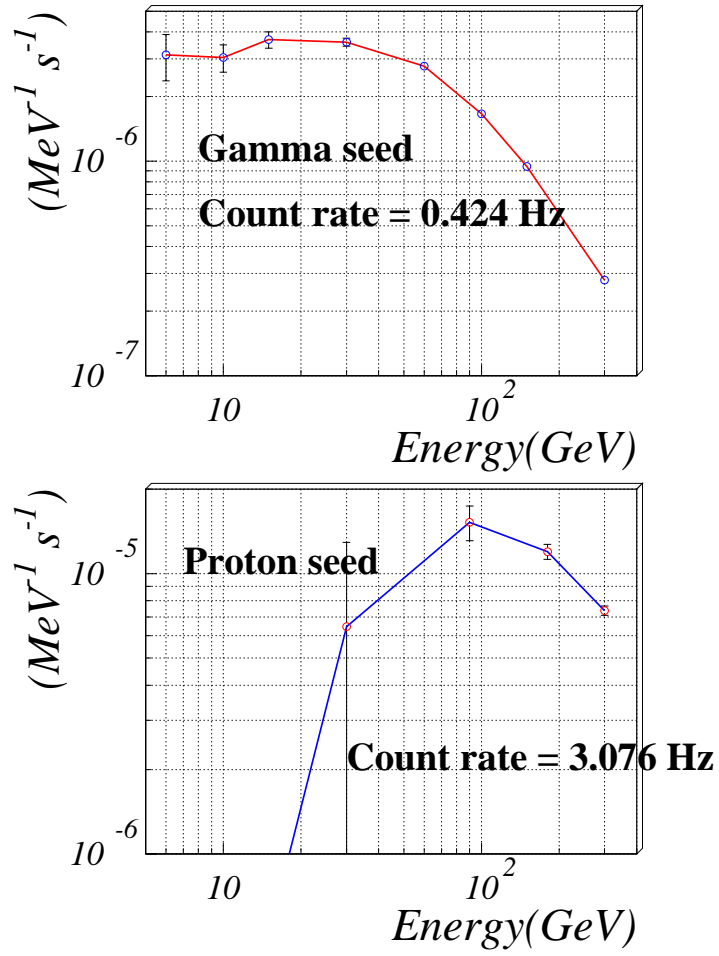


図 2.8: CHES で観測されるエネルギースペクトルのシミュレーション結果。トリガー 3p.e×1PMT での 上図 γ 線によるものと、下図 陽子によるもの。

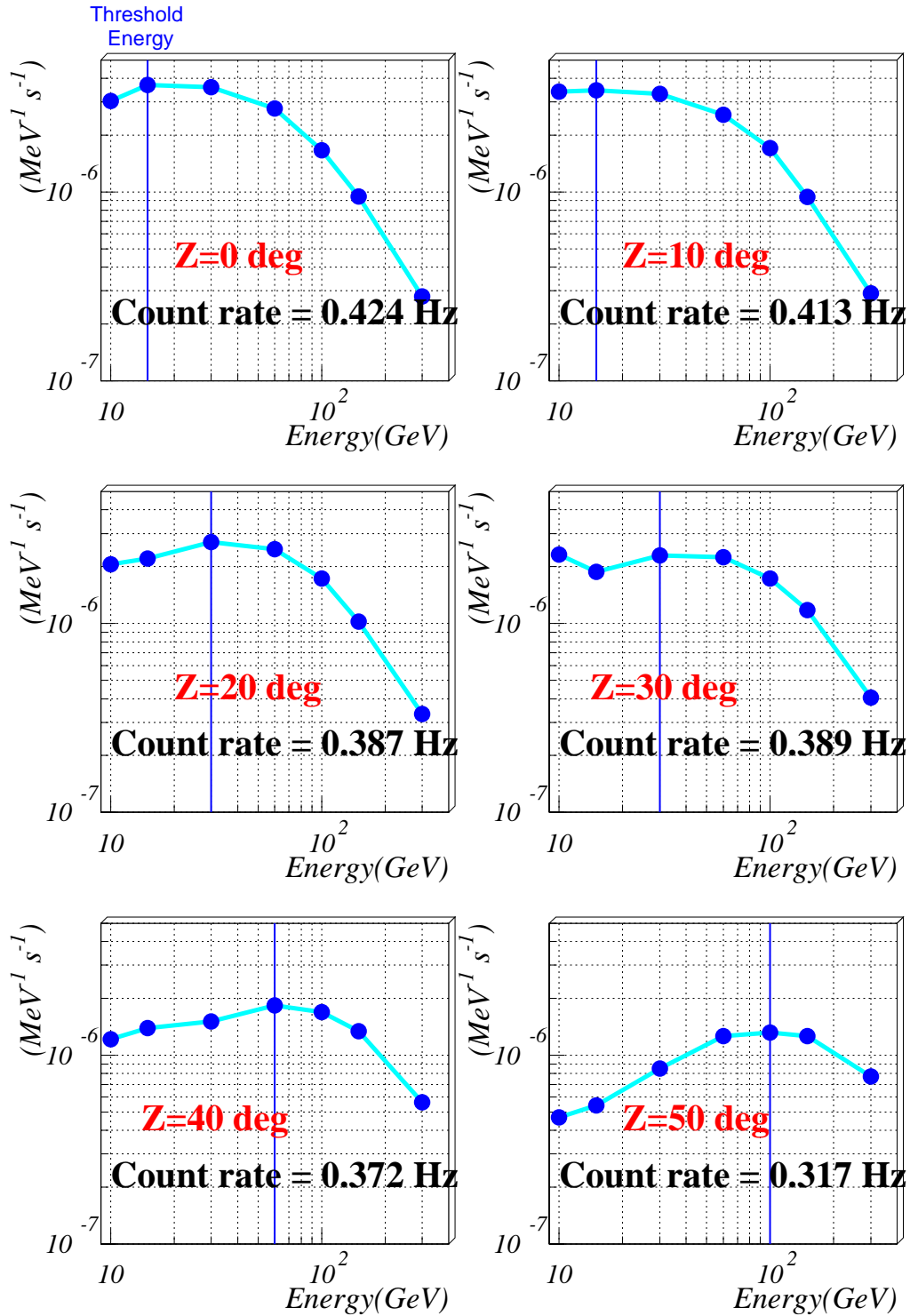


図 2.9: スペクトルの天頂角依存性。トリガー $3p.e \times 1PMT$ のものを示した。大角度になるにつれ、観測可能なエネルギーが上がっていくのがわかる。

シミュレーション結果

まず、粒子を入射せずに、夜光だけでシミュレーションを行った結果が表 2.1 である。これにより、 2×3 より厳しい条件を与えてやれば、夜光のみによるトリガーを完全に取り除けるはずである。

いくつか設定したトリガー条件から、最も適当と思われる条件を決める基準は

- 陽子 (Noise) の計数率に対する、 γ 線 (Signal) の計数率 (Signal-Noise 比) が大きいもの
- 対象とする低エネルギー γ 線フラックスが大きいもの

である。

トリガー条件の組合せによる、Signal-Noise 比を表示したものが表 2.2 である。ここで、 $n(p.e) = 1$ のものはトリガー条件としては緩すぎて、適切なスペクトルが得られず、 $n = 4$ 以上の条件では厳しすぎて計数率がいちじるしく落ち、観測効率が悪いので却下した。表をみると、最適なトリガー条件は $3p.e \times 1PMT$ ということになる。ただし、このトリガー条件は理想的な状態で計算した結果であって、最終的な決定は、現地での観測状況、試験観測の結果をみて判断することになる。

表 2.1: 夜光のみによるトリガー数。イベント数 20000 回のうち取り込まれる夜光の数を示した。 $3p.e \times 1PMT$ ならば夜光のみによるトリガーは完全に取り除けることがわかる。

	<i>1PMT</i>	<i>2PMT</i>	<i>3PMT</i>	<i>4PMT</i>	<i>5PMT</i>	<i>6PMT</i>	<i>7PMT</i>
<i>1p.e</i>	7942	7813	4645	2617	690	89	0
<i>2p.e</i>	4	6	0	0	0	0	0
<i>3p.e</i>	0	0	0	0	0	0	0
<i>4p.e</i>	0	0	0	0	0	0	0

表 2.2: トリガー条件別の SN 比の比較

	<i>1PMT</i>	<i>2PMT</i>	<i>3PMT</i>
<i>2p.e</i>	0.0955	0.0626	0.136
<i>3p.e</i>	0.381	0.1204	0.368

2.3 CHESSの開発

以上のシミュレーション結果を受けて、光学赤外線用である”すばる”望遠鏡を、チェレンコフ光望遠鏡として使用するための γ 線検出器 (CHESS) を開発した (図 2.10)。

CHESSは直径1m、高さ1mの円柱状の形状で、総重量は約200kgである。チェレンコフ光を捉えるカメラは、SUBARU望遠鏡の焦点面に光電子増倍管 (PMT)45本を並べたアレイで構成されている。PMTの信号の電荷量からは γ 線のエネルギーを測定できる。信号を増幅するアンプ、TDC(Time to Digital Converter)、ADC(Analog to Digital Converter)、トリガー回路、オンライン CPU 等全ての測定システムはカメラ内に格納され、デジタル化されたデータは、ネットワークを通じて外部の計算機に送られてハードディスクに記録される。各PMTがヒットした時間、および電荷量のデータを用いて、オフライン解析でさらにバックグラウンドイベントを落とし、 γ 線イベントのS/N比を上げて信号を引き出す。

2.3.1 光電子増倍管

一般的に、チェレンコフ望遠鏡の γ 線カメラには丸型の光電子増倍管 (PMT) の前にライトガイドがついていることが多い。これにより、光量を出せるだけかせぐわけである。しかし、図 2.12 に示したように、SUBARUの焦点面付近には、フレームがせり出している。そのため γ 線カメラ自体を検出装置の下端ぎりぎりのところに配置しないと、視野が狭められてしまう。よって、ライトガイドは付けないことにし、角形の光電子増倍管を採用することで、全体に占めるデッドスペースを少なくした。PMTは前述のとおり、浜松ホトニクス製の R2497(外径 26x26mm、光電面 23x23mm) であり、量子効率を図 2.2 に示した。

PMTはアンプボックス (浜松ホトニクス製) に接続されている。アンプボックスは5本のPMTをひとグループとして、グループ単位で高圧を印加する。PMTからの信号はアンプボックス内部のアンプ回路 (IC:Lecroy TRA402S) により増幅される。ただし、中央に配置されているPMTに対してはアンプ回路は接続されず、観測には使用しない。これは、ターゲットにしているかに星雲の中心部が6等星程度の明るさがあるため、全体のトリガーが中央のPMTに引きずられてしまうのを避けるためである。

PMTのゲイン、差動アンプのゲインはそれぞればらついてはいるが、両者を合わせたゲインのばらつきが20%以内に納まるよう高圧値を調整した。

表 2.3: TRA402 スペック

Gain	25 mV/?A
Response	3 nsec Typical Rise Time
Input Noise	< 65 nA R.M.S.
Power	65 mW Per Channel
# of ch	4 (22-Pin DIP)

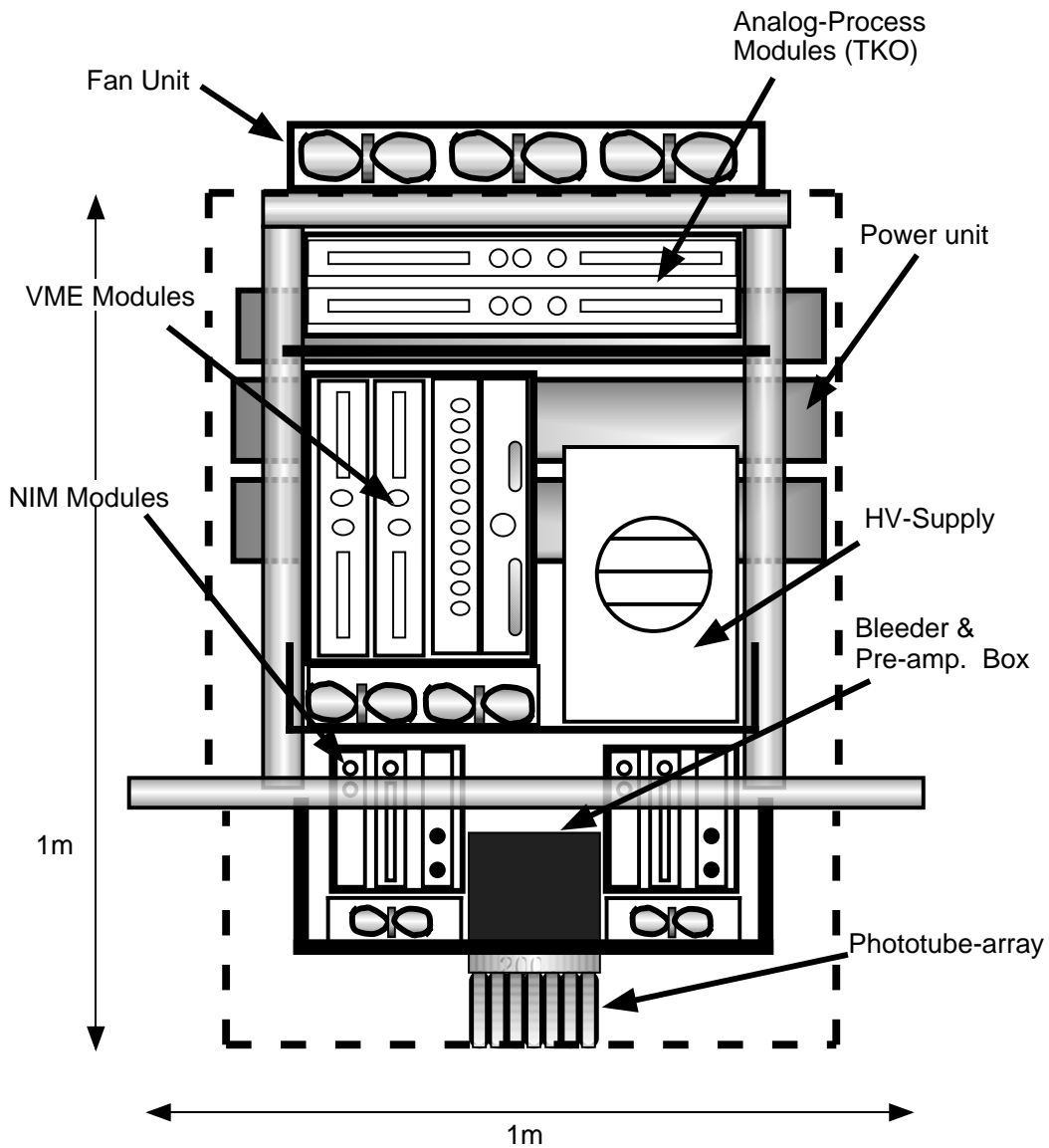


図 2.10: CHESS 全体図

2.3.2 トリガーロジック

PMT44 本からの信号はフロントエンドモジュールである DSM(Discriminator and scaler module)に入る。DSMはTKO規格のCANGAROO望遠鏡専用開発された多機能モジュールである。CHESSでもこのモジュールを使用した。

アンプボックスからの信号はDSMに入り、波形を整えられたあと2つのdiscriminatorに通される。ひとつはupdate-discrimで、入力信号がある閾値を超えた場合にECL規格のデジタル信号を出力し、その立上りと立ち下がりの時間は multihit TDCにより記録される(後述)。もう一方は普通の discrimで、出力信号は20mVの矩形波である。この出力信号は2つに分けられ、ひとつは scalerによって1イベントの間に閾値を超えた回数を数えら

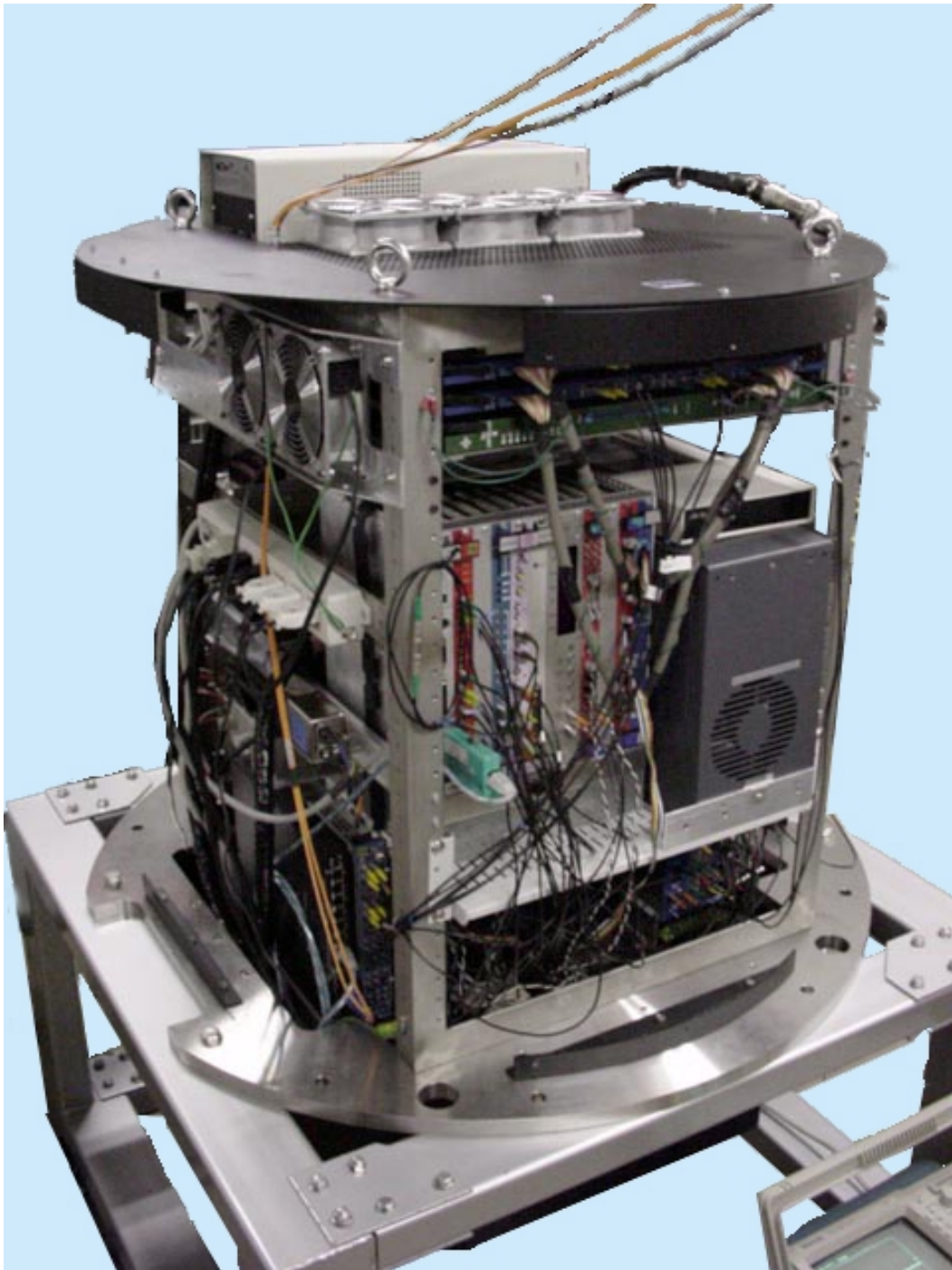


図 2.11: 完成した CHES。上部にでているのは光ファイバ。

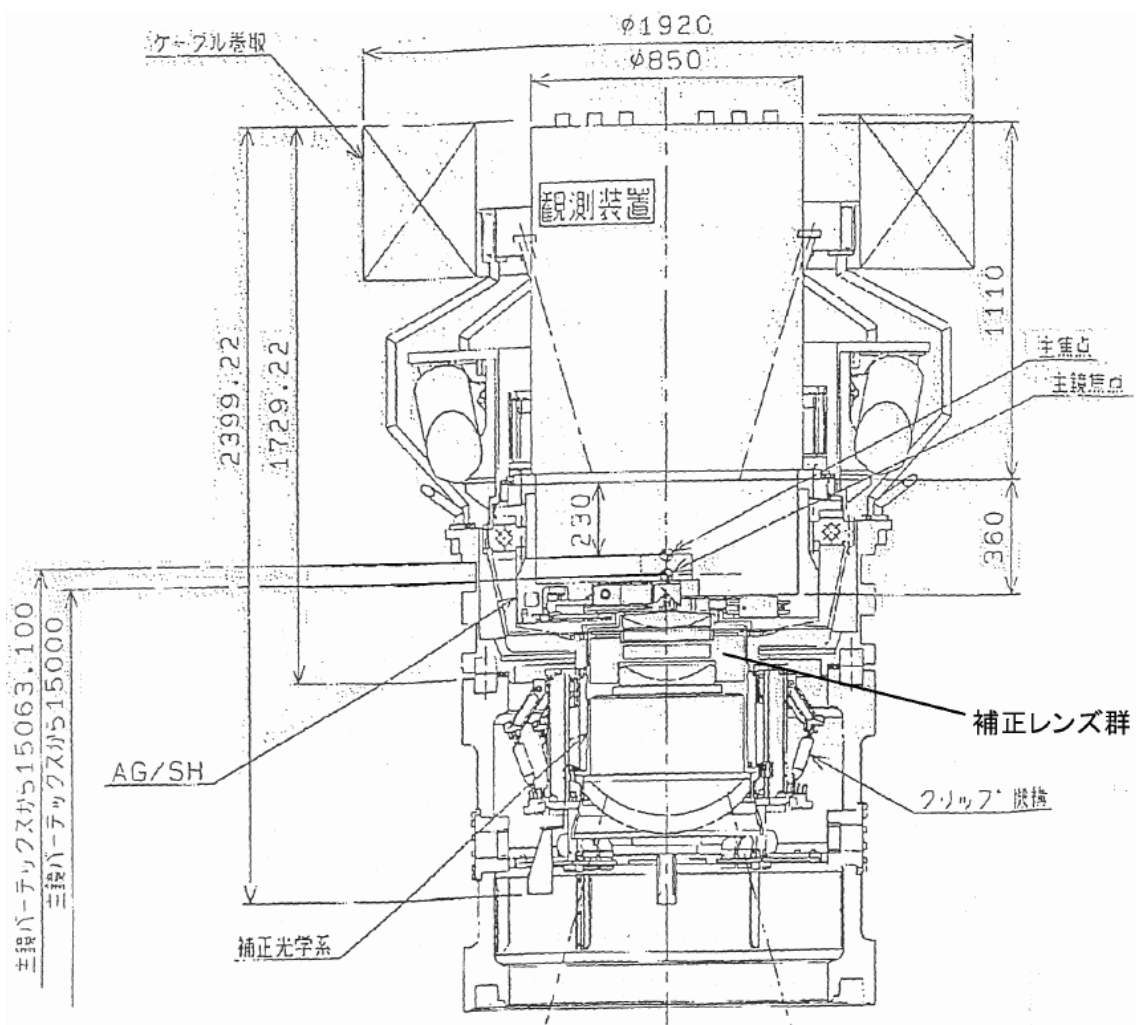


図 2.12: すばる望遠鏡主焦点付近の設計図

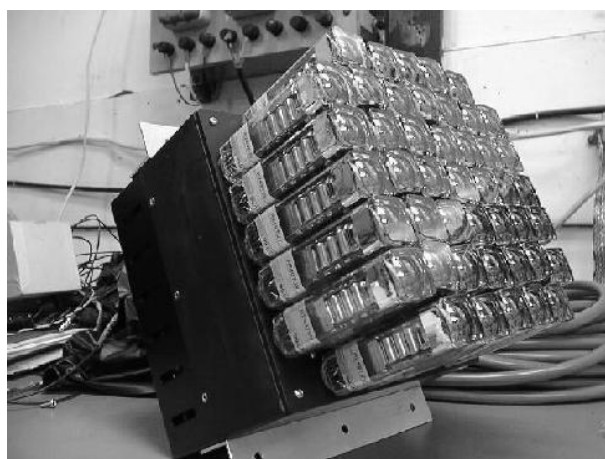
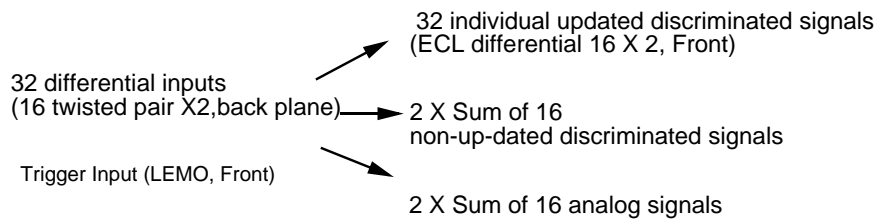
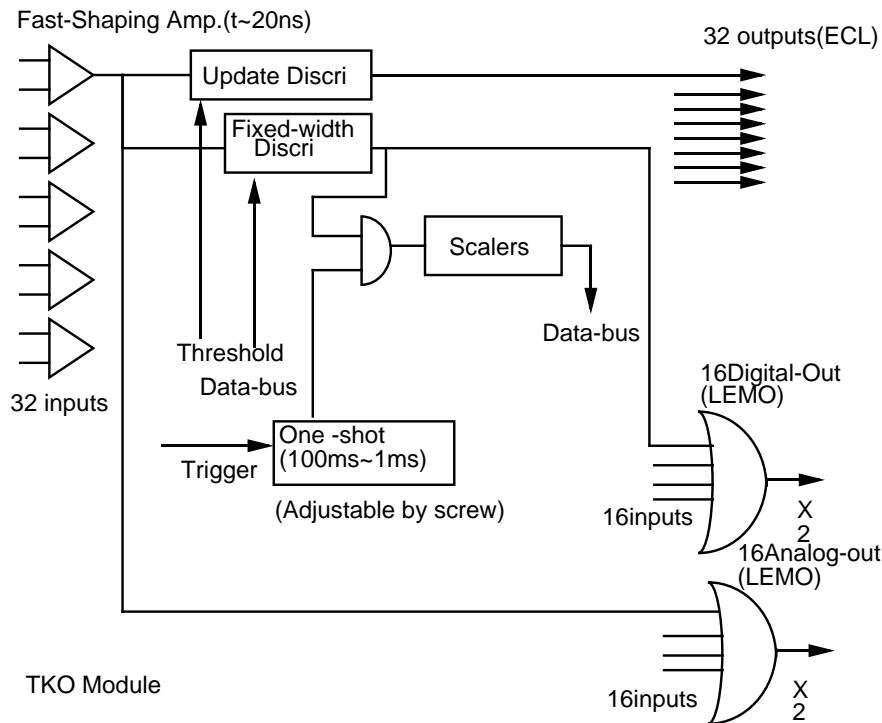


図 2.13: PMT とアンプボックス



Computer Control

- Common Threshold set set for updated discriminators
- Common Threshold set for non-updated discriminators
- Read above two threshold levels
- Read individual Scalers

図 2.14: DSM ブロック図

れ、他方は他のチャンネルと足し合わされる。これにより、あるイベントが起こった際に何本の PMT が反応したか、出力信号の波高をみればわかる。例えば、出力信号の波高が 200mV だった場合、10 本の PMT が反応したことになる。この出力信号を Hit sum と呼んでいる。

また、DSM は discriminator の機能とは別に、アナログの加算回路も持っていて、単純な全入力信号の足し合わせも出力される。これらはいわばチェレンコフ光量をしめすものであり、Analog sum と呼んでいる。

SUBARU8.2m 反射鏡により集められたイベントのうち、どれをノイズとして破棄し、

どれを興味ある信号として残すか判別することは重要な問題である。また、興味ある信号からはできるだけたくさんの情報を取り出さなければならない。

だが、それらの判定過程、情報抽出過程はすみやかに行われなければならない。判定に重い処理を用いると、バックグラウンドを落とし、興味あるデータのみを集められる可能性が高いが、判定処理の間はデータの取り込みは行えないので、dead time(測定出来ない時間)が多くなってしまう。一方、判定を軽くしてしまうと、dead time を少なくできるが、膨大なノイズデータを拾ってしまう危険性が高くなる。

CHESS では、データ取得の判定条件として、DSM から出力される 2 つの SUM 信号— Hit sum(反応した PMT の本数) と Analog sum(光量) — がそれぞれある閾値を同時に超えたときのみパルス (これをイベントトリガと呼ぶ) を発生させて、データの取り込みを行うことにした。この方法により、上記シミュレーションでのトリガー条件「N 本の PMT で光量 M p.e¹ 超えたときにデータを取り込む」という動作が実現できる。さらに衛星からの GPS 信号を受信し、正時 1pps パルスを GPS トリガとして上記イベントトリガと OR をとり、最終的なトリガとしている。これにより、必ず 1 秒に一度データの取り込みが行われるため解析時にはデータの時刻付けの目安になる。データには、取り込まれたデータがイベントトリガによるものか、GPS トリガによるものかの判定フラグがつく。解析時には GPS トリガによるデータは時刻情報以外の用途では使用しない。

なお、DSM 内部の 2 つの discriminator, Hit sum に対する discriminator, Analog sum に対する discriminator はそれぞれ個別にリモート操作で変更可能である。

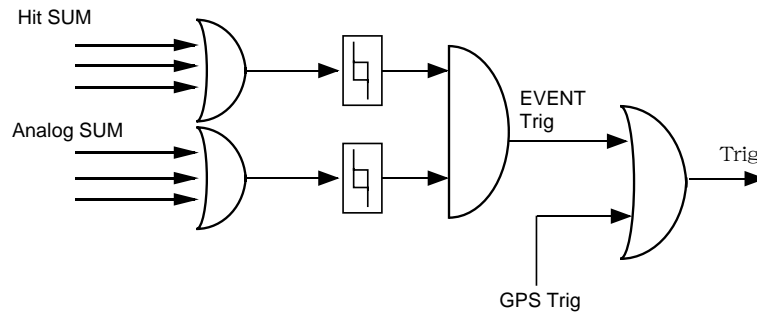


図 2.15: CHESS のトリガーロジック

2.3.3 取得情報

ひとつのイベントトリガーに対し、取り込む情報は以下のとおりである (表 3.1)。合計データサイズは 1 イベントあたりおよそ 400Byte となる¹。

¹データサイズは可変長で反応した PMT の本数に依存する。PMT が全く反応しなかった場合 380Byte で、PMT が 1 本反応するごとに 2Byte ずつ増加

表 2.4: CHESS の取得情報一覧

データ名	通信経路	サイズ
Header ^a	—	24Byte (4Byte × 6)
ADC	VME バス	12Byte (4Byte × 3ch)
TDC	VME バス	可変長 (4Byte × hit 数 × 2 ^b)
Input register ^c	VME バス	4Byte
Scaler	VME バス	44Byte (4Byte × 11ch)
System time ^d	—	16Byte
GPS data	VME バス	24Byte
DSM scaler	TKO バス	260Byte (4Byte × 64ch + 4Byte ^e)

a. 総データ数、Event number 等

b. reading edge + trading edge

c. トリガの種類判別 flag

d. 時、分、秒、ミリ秒

e. 更新 flag。DSM scaler は 300 回に一度しか更新しない。

TDC

DSM の update-discri からの ECL 信号の立上り、立ち下りの時間を記録する。TDC には CAEN 製 V667 モジュール (時間分解能 0.75nsec) を採用した。

TDC の時間幅は、信号の波高と正の相関がある (図 2.16)。これにより、TDC のみで各 PMT からの信号のおおまかな光量を見積もることができる。

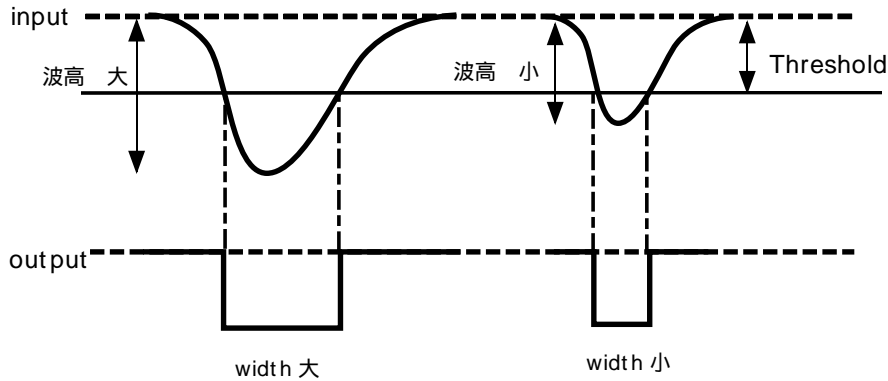


図 2.16: パルス幅から信号の光量を算出する概念図

ADC

PMT 個別の光量は TDC の時間幅から算出するが、おおまかな光量の情報として、ADC を使っている。ADC は DSM からの Analog sum 出力を測っていて、これにより PMT16ch を一まとめとした 3 グループの光量の情報を得る。

DSM scaler

DSM 内部の scaler も重要な情報となる。この scaler は各 PMT からの信号について、Gate 700usec の間に閾値をこえた回数を数えている。scaler データは夜光や星によるノイズの除去、ハードウェアによるノイズ (文字通り電気ノイズや、PMT の放電等) の除去のために有用である。

時刻情報

時刻情報はパルサーの周期解析において最も重要なものである。まず、最も単純な時刻情報として、ワークステーションのシステム時刻を記載している。CHESS 全体で使われる CPU は 3 つだが、それぞれが SUBARU 制御ドーム内の NTP サーバと常に通信し時刻のずれを補正している。1msec 以上の時刻はこれで保証される。

さらに CHESS では、起動時に 1MHz 水晶発振器の信号を scaler で数え続けている。トリガー時にはこの scaler 情報を取り込むので、これにより 1 秒以下の時刻を得ることができる。また、GPS トリガにより、正時 1 秒毎にかならず 1 回データの読み取りが行われる。

なお、CHESS に用いている GPS 受信器の時刻精度は、 $\pm 1\mu\text{s}$ であり、GPS 1PPS パルスを用いて調整室で測定した水晶発振器の安定度は、 1×10^{-8} であった。一方 1 秒以上の時刻は、GPS 1PPS パルスが入った時の NTP 時刻を取得したところ、正時とのずれは 1msec 以下であった。

2.3.4 データ収集システム概観

一般的に、データ収集システム (Data Acquisition system:DAQ) は、検出器、エレクトロニクス、計算機で構成される。まず、検出器からのアナログ電気信号は、フロントエンドのエレクトロニクスによってデジタル信号に変換される。デジタル化されたデータはしるべき処理を行った後、計算機に集められ、ディスクに記録される。データ収集用のマシンと記録用のマシンが別れている場合には、データ転送系が必要となる。

CHESS の基本的な構成としては、3.8mCANGAROO I 望遠鏡からその技術を受け継いでいる。ただし、この CANGAROO I 望遠鏡では、データ収集システムの主たる電子回路規格として CAMAC を用いている。CAMAC もすぐれた規格ではあるのだが、データ転送速度が最高でも 1MB/s 程度であるため、近年の CPU の高性能化にともない、他の有力規格と比べてスピード面でやや問題が出てきた。また、CHESS 本体は主鏡上 15m の位置に取り付けられる (図 2.12)。そのため、全体で 300kg という重量制限があり、重量のある CAMAC ではこの点で不安である。

そこで CHESS には、計測の分野で広く使われている VME 規格を採用し、新たに高速軽量のシステムを開発することにした。

計算機とオンラインプログラム

CHESS 本体の動作を統括するのは FORCE 社製 CPU-7V TurboSPARC 170MHz であり、オペレーティングソフトウェアとして Solaris 2.6 をインストールした。CHESS 本体は SUBARU 望遠鏡主焦点部にとりつけられる。そのため、観測データを記録するハードディスクを他の電子機器とともに CHESS に載せるのは振動や温度の面から考えて危険である²。そこで CHESS 本体の CPU はいわゆるディスクレスクライアントとして動作させて、記録媒体は制御室におかれたディスクサーバ下のハードディスクをネットワーク越しに利用するように設定した。Solaris2.6 ではこのようなディスクレスクライアント - サーバシステムを市販ソフトで容易に設定できる。また、クライアント - サーバシステムを組む 2 台の CPU のデータ収集以外の負荷をできるだけ減らす為に、もう一台ワークステーションを用意し、観測データの Quick Look やその他必要な情報の取得や観測外の命令などは全てこちらで行うこととした。

データ収集には単純な Polling プロセスを採用した。Polling プロセスでは以下のような手順でデータを集める。

1. トリガー発生を知らせるインプットレジスタ (トリガーフラグ) をループにより常に監視する。
2. レジスタが正論理 (1) の時、即座に TDC、ADC のデータ、時刻情報を読み出す。
3. TDC、ADC 上のメモリをクリアする。
4. 再びトリガーフラグを監視する。

上記手順中、2~4の間は仮に新たなイベントがやってきたとしてもそのデータを得る事ができない。これが観測の dead time となる (図 2.17)。

データ収集プログラムの作成には、多角的なデータの取り込みを行うために、Unidaq というソフトウェアを利用した。Unidaq は UNIX ベースのデータ収集システム用ソフトで、ミシガン大学、LBL、東工大、KEK が共同で開発し、SUN、DEC、SGI、HP、Linux 等、様々な OS に移植されている。中心となるモジュールは、Collector, Recorder, Analyzer, それから NOVA である。Collector はイベント・データの取り込みを行う。取り込み処理については、ユーザーが自由にそのソースを編集できる。NOVA は、Collector によって取り込まれたデータの受け渡しを調整するバッファ・マネージャである。データの受渡しは Net Nova を利用することで、ホスト間でのやりとりも可能である (実際 3 台のホストを持つ CHESS でも、Net Nova を利用している)。Recorder は NOVA から受け取ったデータをバイナリ形式でストレージに記録する。Analyzer は NOVA から受け取ったデータをリアルタイムでディスプレイに表示する (Quick Look)。Analyzer もユーザーがそのソースを自由に編集できるようになっている。データ収集に支障のない範囲で Quick look を行いたいので、全データを 1/10 に間引いて処理を行うようにした。また、データに対し重い処理を施すことは避けて、観測時に必要な情報のみを表示するようプログラムした。

²観測時、ドーム内部は氷点下になる

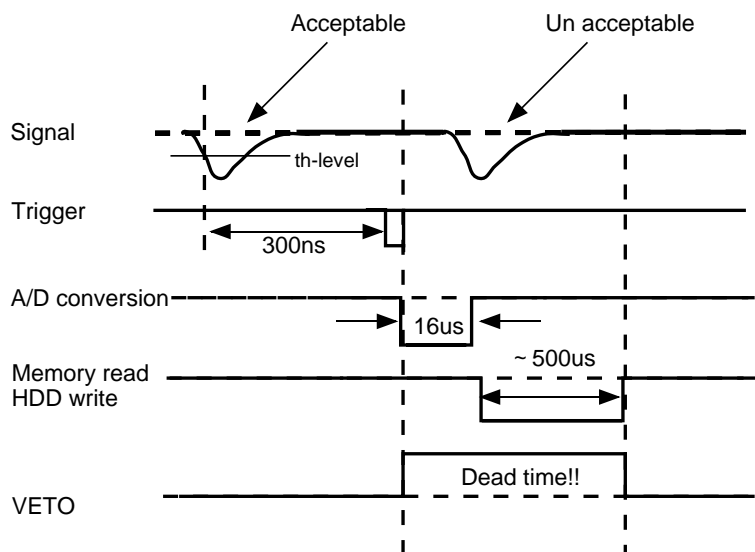


図 2.17: Trigger pulse が入ると、CPU は一時データ収集を止め、メモリにたまったデータを読みだす。このとき、次のイベントがきても受け付けられない。これを”dead time”と呼ぶ。

通信デバイス、その他

上記のようなデータ収集のための電子機器は、それぞれ治具により固定されて、筐体内部に収められている。電源は SUBARU 主焦点ユニットから供給され、消費電力は稼働時で 500W 程度に押さえた。

制御室からのリモート通信で総作可能なのは、

- 主電源の on,off
- PMT への印加電圧の on,off。電圧値の変更。
- 全ての discriminator の閾値の変更。
- 無停電電源装置 (UPS) の on,off
- 内部 CPU ボード (Solaris で提供されている全ての通信サービスが利用可能)

であり、これらは観測に必要な操作の全てを含んでいる。

CHESS からはこの電源 on,off 制御のための RS232C 全二重通信用光ファイバ 2 本、高圧電源操作用の RS232C 全二重通信用光ファイバ 2 本、CHESS 内部 LAN から、SUBARU ドーム内部 LAN へと繋がる 100Base-TF 対応の光ファイバ (ただし、SUBARU ドーム内部 LAN は 10Base-T 相当) 2 本、屋外に設置された GPS アンテナからの正時 1PPS 信号を取り込むための光ファイバが 1 本、計 5 本の光ファイバで外部と交信する。

制御室にはディスクサーバ (sparc CPU 7V : solaris 2.6) と Quick Look 用ワークステーション (Ultra sparc 300MHz : solaris 2.6) が置かれ、SUBARU ドーム内部 LAN に繋がっている (図 2.19)。

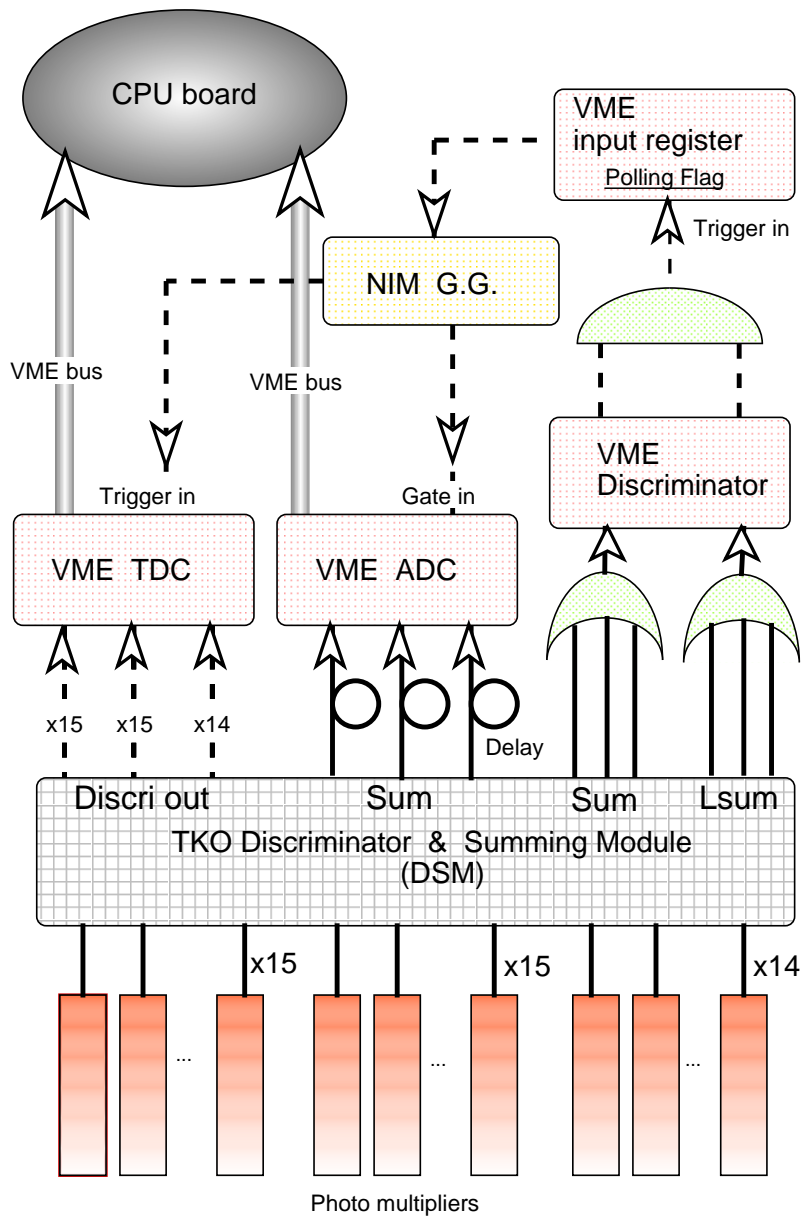


図 2.18: エレクトロニクス全体のチャート図。点線はデジタルデータ、実線はアナログデータをあらわす。

2.4 性能評価と試験観測

CHESS の開発は 1999 年始めから行い、2000 年 1 月まで約 1 年を経て完成した。

東工大で行われた最後の評価試験では、周期パルサーにより青色 LED で、半数程度の PMT を光らせた状態で行った。結果を図 2.20 に示す。250Hz 程度で live time 80 % であるが、CANGAROO I では 5Hz 程度で live time 80 % 現在の CANGAROO II でも 70Hz 程度で live time 80 % であることを考えれば、非常に高速なデータ収集システムといえる。

2000 年 1 月には、ハワイ・マウナケア山頂へ行き、すばる望遠鏡への取付け試験と通

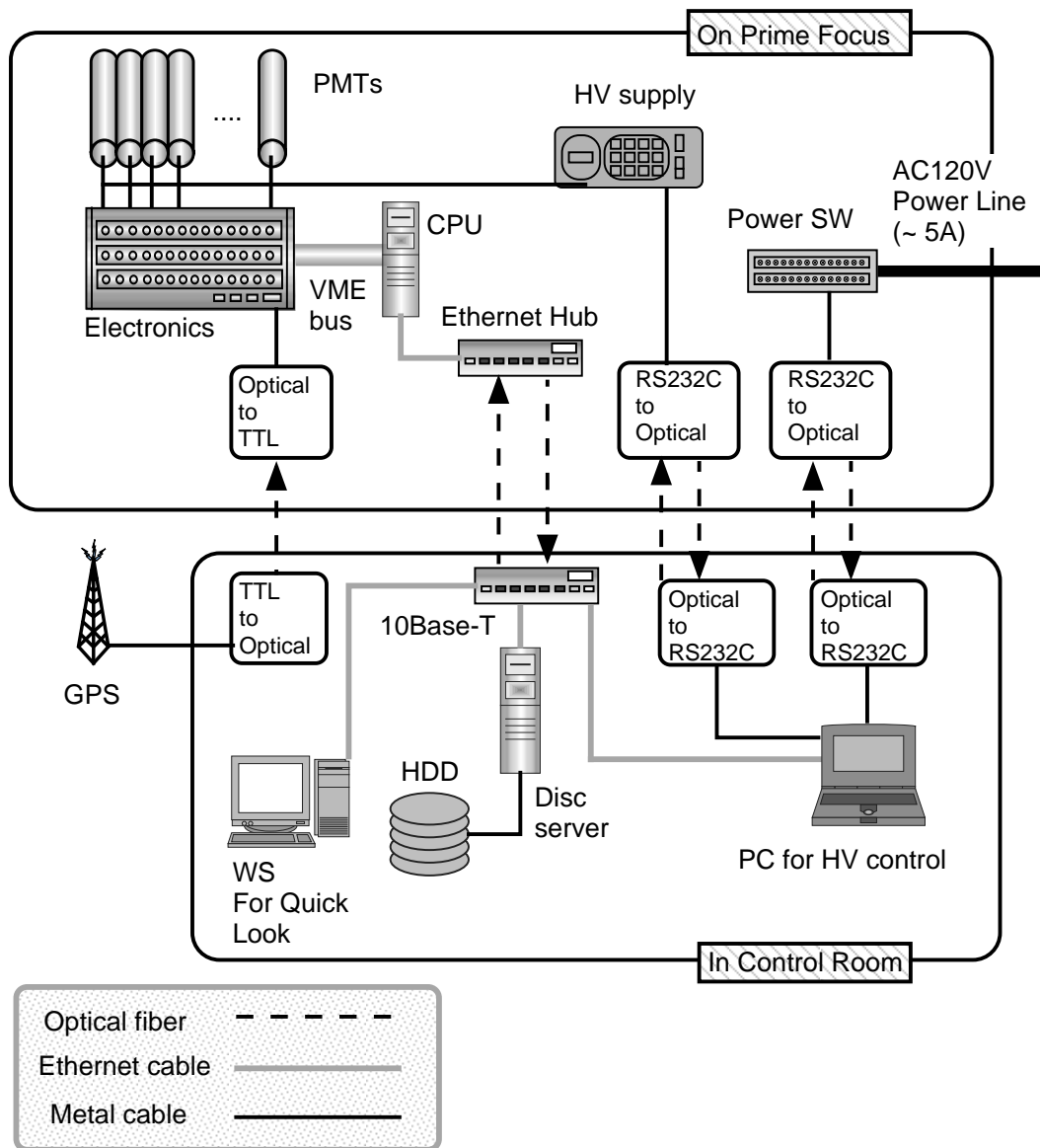


図 2.19: CHES ネットワーク網

信試験を行い、3月に実際に観測を試みたが、電源関係の動作不安定により観測を中断した。現在は、次の観測機会を狙い、改良作業を行っている。

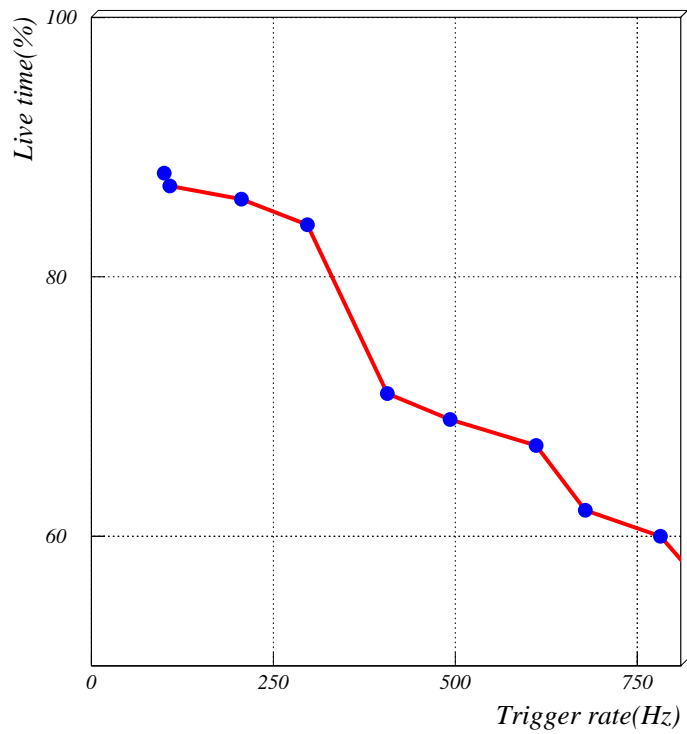


図 2.20: トリガー周波数による Live time の変化。250Hz 程度のトリガーで約 80% の Live time を達成した。

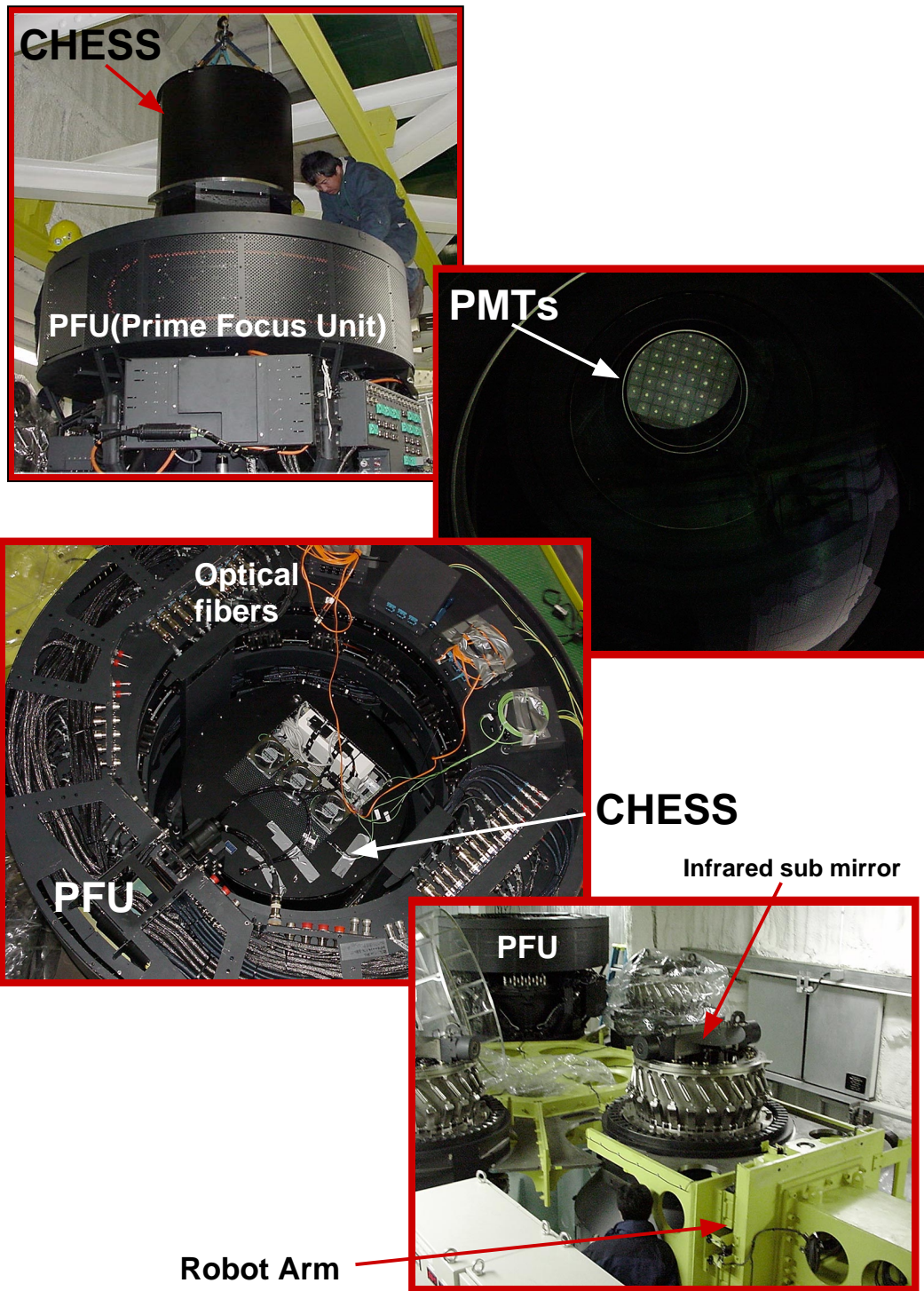


図 2.21: 実際に SUBARU 望遠鏡に搭載される CHESS。最上図: すばる主焦点ユニット (Prime Focus Unit;PFU) に内蔵される CHESS。第二図: PFU 搭載後、主鏡側から CHESS を望む。レンズ越しに PMT が見える。第三図: PFU 上部から CHESS を望む。CHESS からの光ファイバーが PFU に接続された。最下図: PFU をすばる望遠鏡に取り付けるため、ロボットアームで赤外副鏡と交換する。

第3章 CANGAROO 望遠鏡データ収集システムの開発

10 GeV から 100 GeV までの領域を狙う CHESS に対し、100 GeV ~ 70 TeV 程度までの幅広い領域を観測できるのが CANGAROO II 望遠鏡である。CANGAROO とは Collaboration of Australia and Nippon for a GAMMA Ray Observatory in the Outback の造語で、南天の天体における超高エネルギー現象を捉えることを目標に 1991 年からはじめられた γ 線観測実験の名称である。観測は晴天率がおよそ 80 % と高く、周囲に特に明るい大きな都市のない、南緯 $31^{\circ}6'$ 、東経 $136^{\circ}47'$ 、海拔 160m にある、南オーストラリア州ウーメラ (図 3.1) で行われている。1991 年より稼働していた CANGAROO I 望遠鏡は 1999 年より現役を退き、今は第二世代となる CANGAROO II 望遠鏡が稼働中である。CANGAROO II 望遠鏡は γ 線観測専用の空気チェレンコフ望遠鏡であり、数々の実績をあげた先代の CANGAROO I 望遠鏡で培った技術を元に開発された、新しい 10 m 望遠鏡である。

3.1 CANGAROO II 望遠鏡

主鏡

CANGAROO II 望遠鏡は、新たに、口径 10 m として設計された経緯台式の複合型望遠鏡である。チェレンコフ光望遠鏡には光学望遠鏡ほどの分解能は必要でない。そこで、口径およそ 80 cm の小型反射鏡を、口径 10 m のフレームに複数取り付け、いわゆる複合型反射望遠鏡にすることで大口径化を達成した。

小型反射鏡は、曲率半径 16.4 m の球面鏡である。口径は 79 cm で、その材質には CFRP (Carbon Fiber Reinforced Plastic) を採用しており、重さは 6 kg と、従来のガラス製の反射鏡に比べ、およそ 4 倍もの軽量化に成功している。この軽量化により、取り付けるフレームへの重量負荷を大幅に減らすことが出来た。

この様な、複合型反射望遠鏡を使用、もしくは計画しているチェレンコフ光望遠鏡は世界中に多数あるが、CANGAROO II 望遠鏡の特徴として、フレーム構造をあげることが出来る。アメリカの Wipple グループをはじめとして、複合型反射望遠鏡を採用している、チェレンコフ光望遠鏡のその殆どが、Davis-Cotton 型である。Davis-Cotton 型複合反射鏡は、球面形状のフレームに球面鏡を取り付ける形式の反射望遠鏡である。これに対し、CANGAROO II 望遠鏡では、フレームの形状に回転放物面を採用している。回転放物面フレームの最大の利点は、入射光子の経路長が等しくなることである。これにより、チェレンコフ光の詳細な到来時刻の情報を解析に用いることが出来る。大口径化とエネルギーしきい値の引き下げにより、宇宙線原子核からの空気シャワーで発生する μ 粒子が、バックグラウンドとして重要な問題となってくる。ここで、チェレンコフ光の到来時刻の情報



図 3.1: 南オーストラリア州ウーメラ (Woomera)。南緯 $31^{\circ}6'$ 、東経 $136^{\circ}47'$ 、海拔 160m。

を用いることにより、かなりの数の μ 粒子バックグラウンドを除去することが出来る。また、解像型カメラの計測ゲート幅をおよそ 20 nsec と非常に短くすることが出来るため、夜光の影響をかなり減少させることが出来る。

γ 線カメラ

望遠鏡の焦点面には、552 本の光電子増倍管により構成される解像型カメラ (図 3.4) が設置される。使用される光電子増倍管は、パルスの立ち上がり時間が 1.1 nsec と非常に短い浜松ホトニクス社製 R4124UV (図 3.5) であり、大きさは直径 1/2 inch (13 mm) の円筒型で、光電面の大きさは直径 10 mm となっている。これを方形に 552 本敷き詰めてカメラを作っている。PMT 前面には光量を稼ぐ為にライトガイドがついており、これで光電面間の隙間をうめている。形状は PMT 側は光電面と同じ直径 10 mm の円形で、主鏡側が一辺 16 mm の正方形であり、ライトガイド 1 つあたりの視野角はおよそ $0.115^{\circ} \times 0.115^{\circ}$ である。カメラ全体の視野は約 3° となっている。

また、PMT の分光感度曲線は図 3.6 のとおりであり、光電子増倍管の量子効率 η は 350 nm ~ 500 nm に於いて、およそ 20% 程度である。

PMT は 16 本単位でアンプボックスに接続されている。アンプボックスは CHES のも

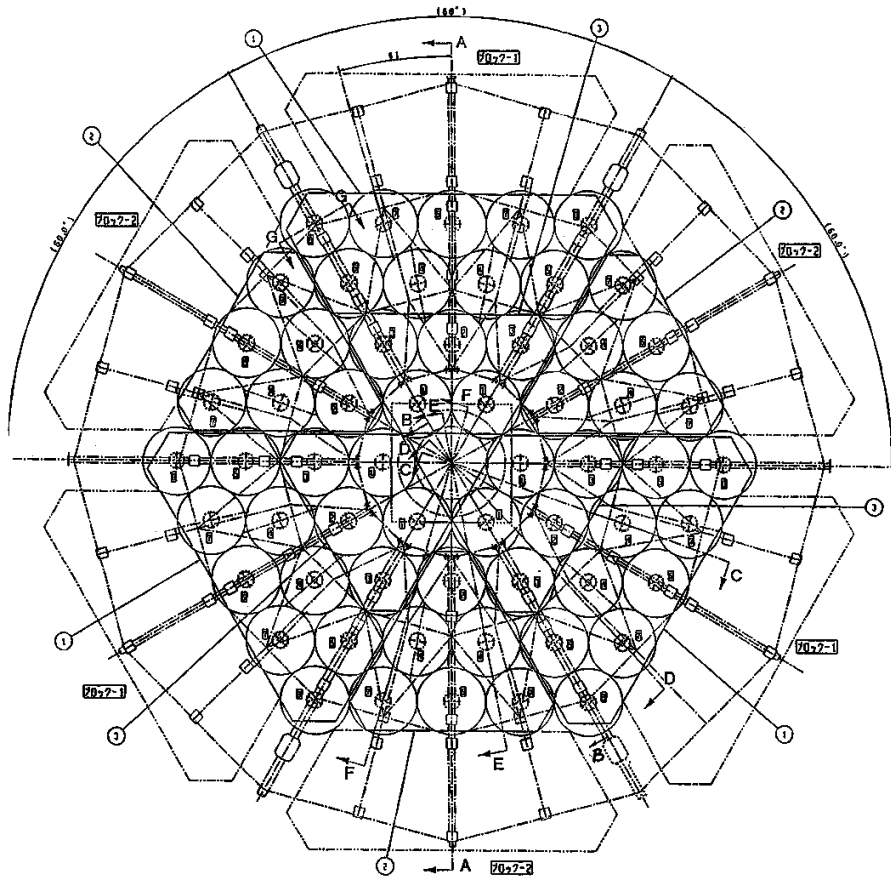


図 3.2: CANGAROO II 望遠鏡 主鏡面部フレーム。上から見た様子。

のと基本的には同一の差動アンプ回路 TRA402S を用いたもので、PMT に印加される高電圧は 16 本共通である (つまり、CANGAROO では、高電圧は 16 本単位でかけられる)。

3.2 トリガーロジック

フロントエンドに使われている DSM については、前章で詳しく解説した。CHESS のフロントエンド部はもともと CANGAROO 望遠鏡のもの流用であるので、モジュールは全く同一のものを使っていて、トリガーの作り方もほぼ同じである。

ただし、CANGAROO II では CHESS とは違い全 ch に ADC を持つ。このため、アンプボックスからの信号はアナログ Divider により 2 つにわけられて、それぞれ DSM と ADC(後述)に入る。また、CANGAROO と CHESS では PMT の本数も大幅に異なる。CANGAROO では 552 本の PMT からの処理しなければならず、ADC、TDC とともに 552ch 以上用意されている。

DSM は 1 モジュールで 32ch の信号を処理でき、全部で 18 モジュール存在する。各 DSM からは Hit sum、Analog sum が出力されるが、CANGAROO では中心部の DSM8 台からの Hit sum と Analog sum、つまりカメラ中心部 256 本からの信号のみをトリガーをつ

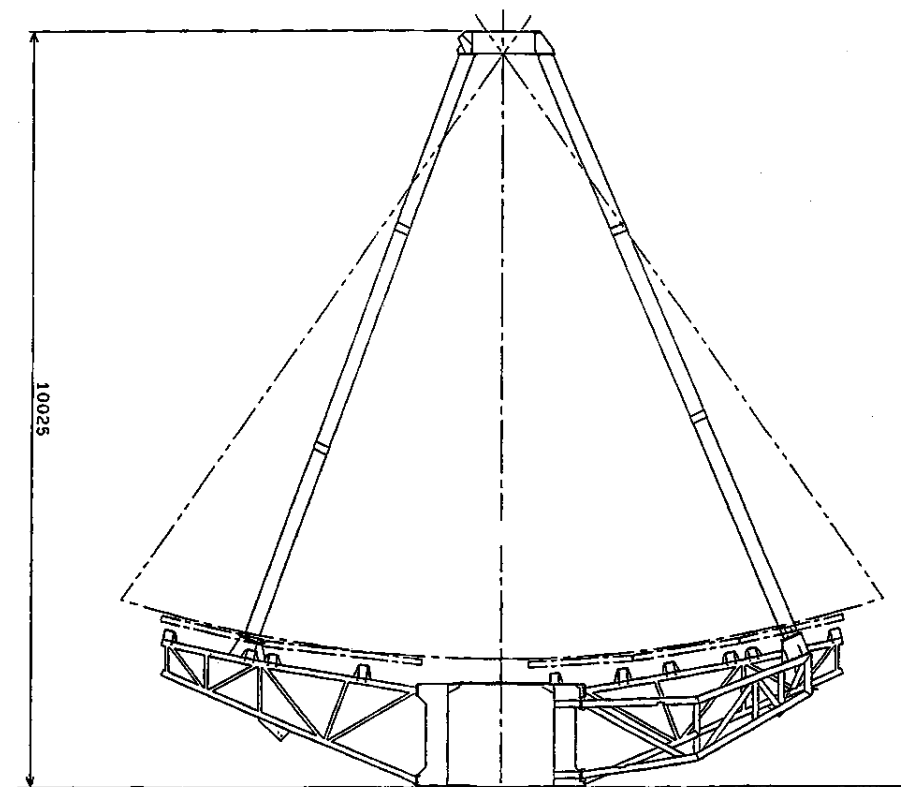


図 3.3: CANGAROO II 望遠鏡 主鏡面部フレーム。横から見た様子。

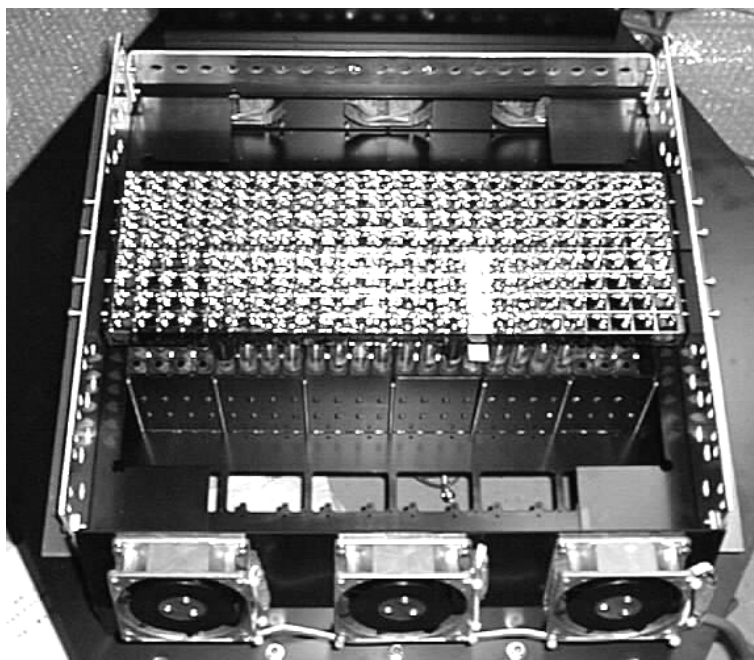
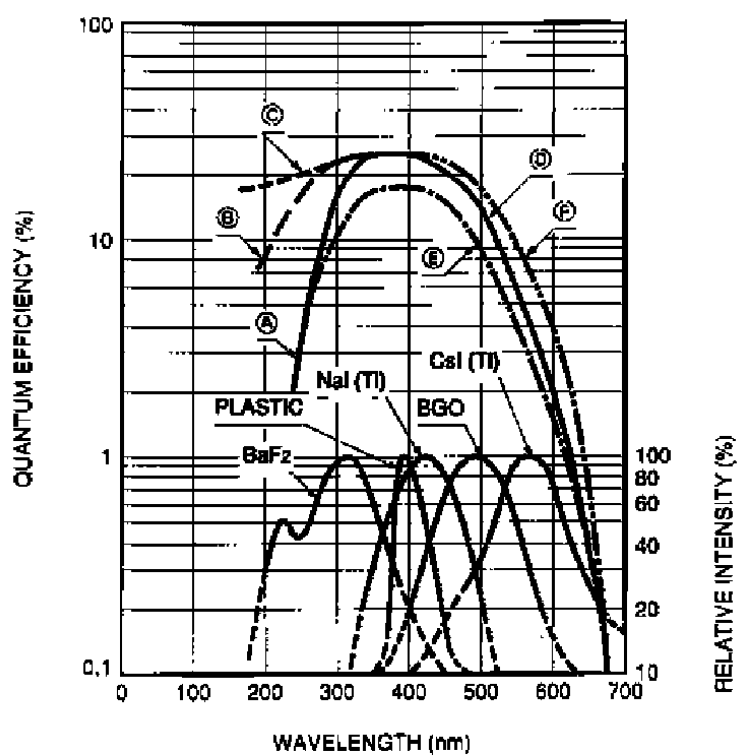


図 3.4: CANGAROO II イメージングカメラ。この写真は仮組の途中。



図 3.5: 光電子増倍管 R4124UV。直径 13 mm、長さ 50 mm。



- Ⓐ : Borosilicate Glass
- Ⓑ : UV Glass
- Ⓒ : Synthetic Silica
- Ⓓ : Bi-alkali Photocathode
- Ⓔ : High Temp. Bi-alkali Photocathode
- Ⓕ : Extended Green Bi-alkali Photocathode

図 3.6: 光電子増倍管 R4124 の分光特性。R4124UV の分光曲線は B に対応する。

くるために使用する。これは、 γ 線イベントが中心部に向かって発達するためであり、逆に、外周部のみで反応するイベントはバックグラウンド陽子によるものがほとんどであるので、これを捨てることにした。

Hit sum については中心部 DSM からの出力を全て足し合わせて、Discriminator に通す。これは、チェレンコフ光を捉えた PMT が何本あったか、という判定を意味していて、CHESS の場合と同じである。Analog sum については、1 アンプボックスごと (つまり PMT16ch ごと) に波形を足し合わせ、CAMAC discriminator へ入れる。CAMAC discrimi は、ある閾値を超えた信号が 1ch につき、波高 50 mV の矩形波を出力する。例えば、3 つのボックスからの信号がある閾値を超えた場合、discriminator out は 150 mV、となる。これは、ある決められた値以上の光量がいったボックスが 3 つあったということを意味する。この discrimi out を再度 discriminator に通し、得られた信号と、Hit sum の discrimi out との coincidence をとり、これをトリガーとする。

上記トリガーロジックにおいて、観測前に設定できるパラメータは、

- DSM 内部の update-discrimi の閾値 (TDC へ入る信号を規制する)
- DSM 内部の non update-discrimi の閾値 (Hit したとみなす PMT からのアナログ波高を規定)
- 全 Hit sum の OR を input とする discriminator の閾値 (トリガーを発生する場合の PMT の hit 本数を規定)
- 各ボックスからの Analog sum を input とする CAMAC discrimi の閾値 (反応したとみなすボックス総光量を規定)
- CAMAC discrimi out を input とする discriminator の閾値 (トリガーを発生する場合のボックスの反応個数を規定)

である。観測者はこれらのパラメータをターゲットや空の状況に合わせ、観測前に設定する。

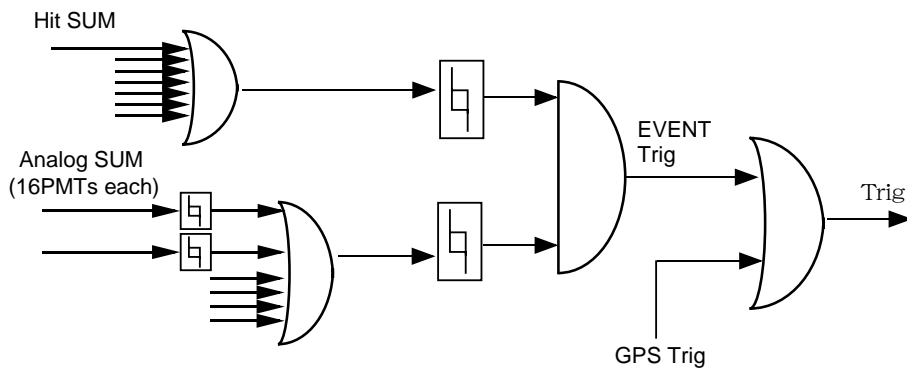


図 3.7: CANGAROO のトリガーロジック

3.3 取得情報

ひとつのイベントトリガーに対し、取り込む情報は以下のとおりである。また、データ収集プログラムは section2.3.4 でも紹介している”Unidaq”を使用している。

表 3.1: CANGAROO の取得情報一覧。

データ収集プログラム Unidaq の最小データ単位 1word は 4Byte(= 32bit) である。よって、データ量はすべて 4Byte × データ数で計算されるが、ADC と DSMscaler に関しては、データサイズ削減のため、4Byte を上位 bit と下位 bit にわけて、1word に 2Byte データを 2 つ詰め込んでいる。なお、記録されるデータには 1 イベント毎に、イベントナンバ、データ数などを記述した Header(24Byte) が自動的に付加される。

データ名	通信経路	サイズ	データ種別 ⁽¹⁾
ADC	VME バス	1152Byte (2Byte × 576ch ⁽²⁾)	イベント
TDC	CAMAC バス	4Byte × 2 ⁽³⁾ × (hit 数 + 18 ⁽⁴⁾)	イベント
Interrupt register ⁽⁵⁾	CAMAC バス	4Byte	イベント
Scaler	CAMAC バス	56Byte (4Byte × 14ch)	イベント
GPS data	VME バス	12Byte	イベント
System time ⁽⁶⁾	—	8Byte	イベント, 環境
DSM scaler	TKO バス	1152Byte (2Byte × 576ch)	環境
Telescope position data	Ethernet	56Byte	環境
Weather monitor data	RS232C	18Byte	環境
Cloud monitor data	RS232C	12Byte(4Byte × 3ch)	環境

(1). section 3.4.1 参照

(2). PMT は 552ch であるが、ボードの ch 数は 576ch ある。

(3). reading edge + trading edge

(4). TDC ボードは 18 枚あり、ボード毎に必ずヘッダ (4Byte) が付記される。

(5). トリガの種類判別 flag

(6). 秒、ミリ秒

TDC

DSM 内部 update-discr から ECL 信号の立上り、立ち下がりの時間を記録する。TDC には 32ch 処理できる Lecroy 3377(時間分解能 0.5nsec; CAMAC バス) を 18 台用意した。データ量は 1ch あたり 16 bit で、そのうち 9 bit で時刻情報を記述する。

ADC

PMT からのアナログ信号を入力し、イベントの電荷量を測定する。CANGAROO II のために特注した VME9U ADC(豊伸電子製) で、1 モジュールで 32ch の入力を持つ。コン

バージョンタイムは約 100 us。データ量は 1ch あたり 12 bit である。

DSM scaler

DSM 内部の scaler も重要な情報となる。この scaler は各 PMT からの信号について、Gate 700 usec の間に閾値をこえた回数を数えている。scaler データは夜光や星によるノイズの除去、ハードウェアによるノイズ (文字通り電気ノイズや、PMT の放電等) の除去のために有用である。

時刻情報

データには、システム時刻を記載している。CANGAROO 全体で使われる CPU はすべて ntp サーバと常に通信し時刻のずれを補正している。1 msec 以上の時刻はこれで保証される。

次に正時 1PPS パルスを得る為に、衛星からの GPS 信号を受信し GPS トリガーとして、トリガーロジックに組み込んでいる (図 3.7)。これにより、正時 1 秒毎にかならず 1 回データの読み取りが行われることになる。また、起動時に 1MHz 水晶発振器の信号を scaler で数え続けている。トリガー時にはこの scaler 情報を取り込むので、これにより 1 秒以下の時刻を得ることができる。

なお、GPS 受信器は CHESS と同じ物で、時刻精度は、 $\pm 1\mu s$ である。

環境データ

CANGAROO II 望遠鏡は経緯台式の駆動架台上に設置されている。これを制御室にある PC により制御し、天体の追尾を行う。この際の望遠鏡の位置情報をデータとしてとりこんでいる。追尾精度はおよそ 0.0001 ° である。

また、外部の気象情報も取り込んでいる。気象情報としては、市販の測定器 "Weather monitor" (図 3.8) を用い、風力、風向、外気温、屋内気温、外湿度、屋内湿度、気圧、等を記録している。

さらに視野内の雲の有無を測定する "Cloud monitor" (図 3.9) からのデータを取得している。



図 3.8: Weather monitor。風向、風力、湿度、気温、気圧が測定できるセンサー (上図) をコントロールボックス (下図) で読みとる。RS232C 通信で操作する。



図 3.9: Cloud monitor。雲は赤外線を放出することから、赤外線に感度をもつセンサーの電流値を図の ADC で読み取る。ADC は RS232C 通信で操作する。

3.4 新データ収集システムの開発

2000年7月までのCANGAROO II望遠鏡のデータ収集システム(Data Acquisition system:DAQ)では、上記情報を1つのオンボードCPU、Ultra Sparc 333MHzによって取り込んでいた(図3.10)。また、OSとしてSolaris2.6を使用していたが、Solaris2.6はDAQにとって必ずしもよいOSではないことがわかった(後述)。このため、旧DAQではトリガー20HzでおよそLivetime 80%であり、エネルギー閾値をさらに下げるにはより高速なDAQが必要であった。そこで2000年11月までにLinux OSを使った新しいDAQを開発し、望遠鏡にインストールした。現在のCANGAROO II望遠鏡ではこの新しいDAQにより観測が行われている。

3.4.1 2CPU化

まず、データを2つのCPUにより取得することにした。

1イベントで取り込む情報は大きく2つにわけられる。イベントデータはADC、TDC、時間情報等で、これは毎イベントごとに必ず取得しなければならない。他方は環境データで、望遠鏡位置情報、気象情報、雲量情報がある。これらは毎イベントごとに取る必要はなく、最高でも1秒に一回程度の更新頻度で十分である。そこでイベントデータを高速なデスクトップPCで、環境データをオンボードCPU sparc 7Vで、それぞれ別に取りようにした。DSM scaler データも更新頻度は10秒に一度程度で十分のため、環境データに含めることにした。

データ収集の際は、両マシンともにデータの先頭に時刻情報を記録しているため、観測時には両マシン間で同期をとるような必要はない。

3.4.2 OSの変更

CANGAROO IIでのdead timeの要因を図3.11に示す。1イベントあたり、10 msecのデータ収集時間がかかることから、タスクの切り替えが理想的に行われるならば、1kHzまでのデータ収集は可能のように思われる。しかし、実際はSolaris2.6を使う限りではトリガーレート30 Hzでlivetime 80%がやっとであった。

この原因をOSによるタスク切り替え速度にあると考え、最近一般に広く普及し、DAQの分野でも取り入れられつつあるLinux OSに注目してみた。Linuxは非商用のUNIXオペレーティングシステムのひとつである。VMEドライバ[25]、CAMACドライバ[24]等が有志プログラマーによって提供されていて、前CANGAROO II DAQや、CHESSで使用しているデータ収集ソフトウェア"Unidaq"も高エネルギー加速器研究所から配布されはじめた。Linuxの利用者はますます増える状況にあるので、このサポート体勢は今後も保持されるだろう。

そこで、Linux OSをSolaris OSと比較するため、CPUごとの整数演算能力、タスク切り替え時間、VME読み出し速度、VME読み出し速度、をそれぞれ測定した(表3.2、図refaccess)。整数演算能力の測定には、Andrew D.Balsa氏のBYTEmark benchmark ver.2のLinux版[26]を使用した。BYTEmark benchは、CPUのベンチマークテストとして広く普及している。タスク切り替え時間の測定にはKEKオンライン部が配布している

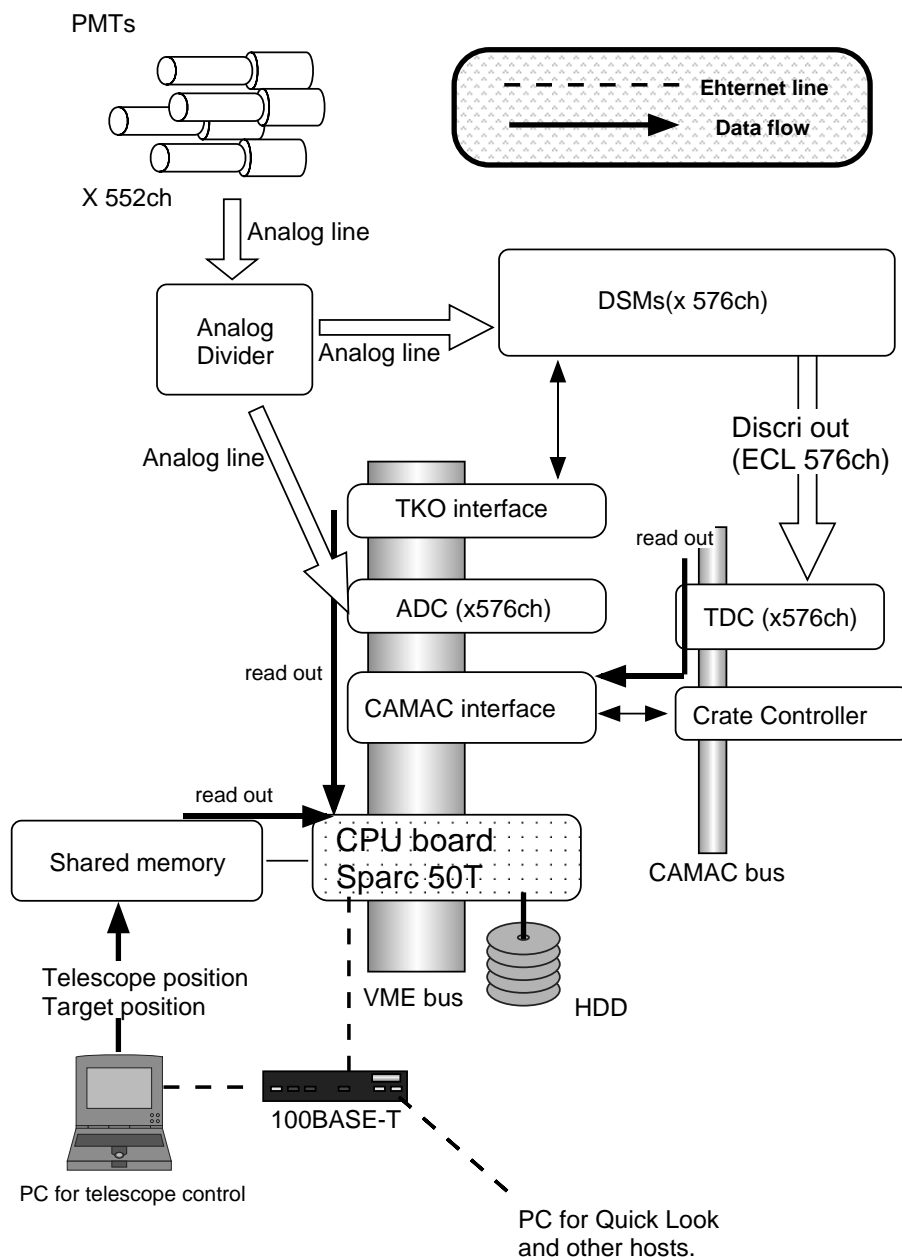


図 3.10: 旧 CANGAROO の DAQ

DAQbench[16]を利用した。VMEread,writeのテストプログラムは自作した。また、LinuxとSolarisで、インタラプトに対する応答時間の遅れを測定した(図3.13)。

表をみると、Linux勢のタスク切り替え能力の高さが目立つ。50TとLinux系の2台を比べると、約10倍程度の速度差である。また、表中50TはSolaris OSがインストールできる最速(2000年2月現在)のボードコンピュータであるにもかかわらず、試験時点で決して最新でなかったIntel CPUと比べても処理速度が見劣りする。Intel CPUはPC用として一般的に広く普及しているCPUなので、今後も処理速度の一段の向上が望めるだ

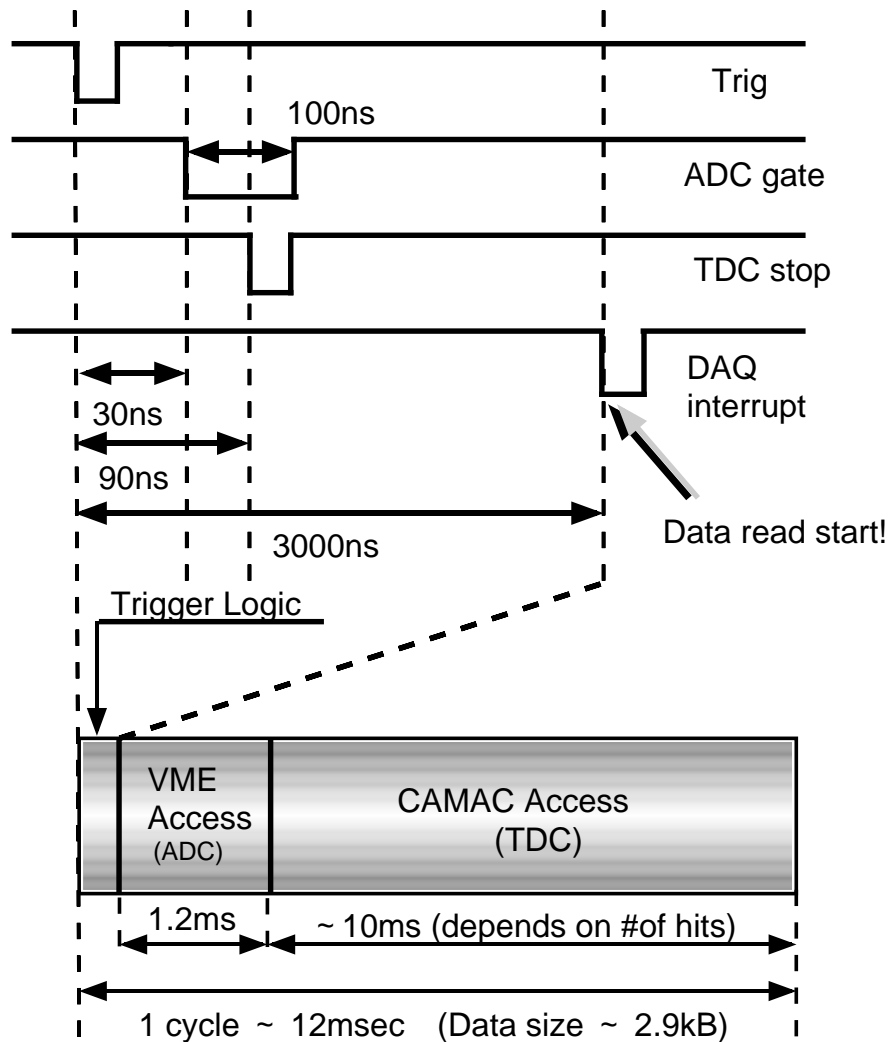


図 3.11: CANGAROO DAQ timing チャート図。平均 12 msec のデータ読みだし時間は必ず dead time となってしまいが、インタラプトが発生してから読みだしルーチンに入るまでの切り替え時間と、データ読みだし完了後にデータ収集に復帰する切り替え時間とが OS により異なる。

ろう。

VME access speed を見ると、Solaris 系の 50T が速いように見えるが、Linux 勢と差が出るのは DMA 転送時のみであり、mmap 転送を行う限り両者にはほとんど差がない。CANGAROO の DAQ は、VME モジュールの読み出し時間は、ADC の読み出し時間にはほぼ等しいが、ADC は DMA 転送に対応していない。よって VME read での Solaris の優位はあまり意味が無いといえる。また、Desktop PC は Bit3 616 PCI-VME bridge モジュールを通して VME と通信を行うため、VME オンボード CPU と比べると少し分が悪い。

最後にインタラプト性能 (図 3.13) であるが、ここでも Linux の方が速い。平均で 20 倍の速度差がある他、solaris では 400usec 程度のかなり遅れた時間までテールがのびている

表 3.2: OS 別、CPU 別のベンチマークテスト結果 Linux 勢のタスク切り替え能力の高さが目立つ。残念ながら DRC-1 は 2001 年 2 月現在、CAMAC ドライバが提供されていない。

	BYTEmark bench	Context swich	CAMAC drv	VME drv
7V ¹	0.645	136.4(usec)		
50T ²	1.151	19.2		
Desktop PC ³	2.424	8.6		
DRC-1 ⁴	6.303	2.8	×	

1. Turbo sparc 170MHz VME CPU bord,OS: solaris2.6
2. Ultra sparc 333MHz VME CPU bord,OS: solaris2.6
3. Pentium 200MHz PC+ Bit3 616 PCI-VME bridge,OS: Linux2.0
4. Pentium 400MHz VME CPU bord,OS: Linux2.2

のがわかる。

以上の試験結果から判断すると、Linux 系オンボードコンピュータ DRC-1 が最も性能が高かったが、残念ながら表 3.2 に示したとおり、CAMAC ドライバが配布されていない。

そこで、CANGAROO II 用新 DAQ のうち、高速性を要求されるイベントデータについては、Linux ベースのデスクトップ PC + Bit3 616 PCI-VME bridge によって収集を行うことにした。

3.4.3 ハードウェア

OS の Linux 化にともない、ハードウェアを変更した。まず、前述のとおりデスクトップ PC からの VME の制御には Bit3 社の VME-PCI 変換ボード SBS616[27] を利用した。PC からの CAMAC の制御は東洋テクニカ社の CC7000 クレートコントローラを用いた。以上の変更により、DAQ のハードウェアのブロック図は図 3.14 のようになった。

3.5 性能評価

DAQ 変更後、性能評価を行った。

まず、青色 LED をパルサーによって周期的に光らせ、それを PMT でとらえて、パルサー周期ごとの Live time を計測した。先程述べたように、CANGAROO では反応した PMT の本数に応じて取り込むデータサイズが変動する。よって、PMT が 70 本程度反応した場合 (VETO 3 msec) と、200 本程度反応した場合 (VETO 5 msec) でそれぞれ計測した (図 3.15)。

Solaris OS を採用した CHESS の場合 (図 2.20) と比べるとわかりやすいが、Linux OS の一つの特徴として、ある閾周波数を超えると突然 live time が半減してしまうことがわかる。この閾周波数は VETO を短くすると大きくなり、長くすると小さくなるが、必ず存在する。live time が半減する前後の CPU の状態を調べて見ると、

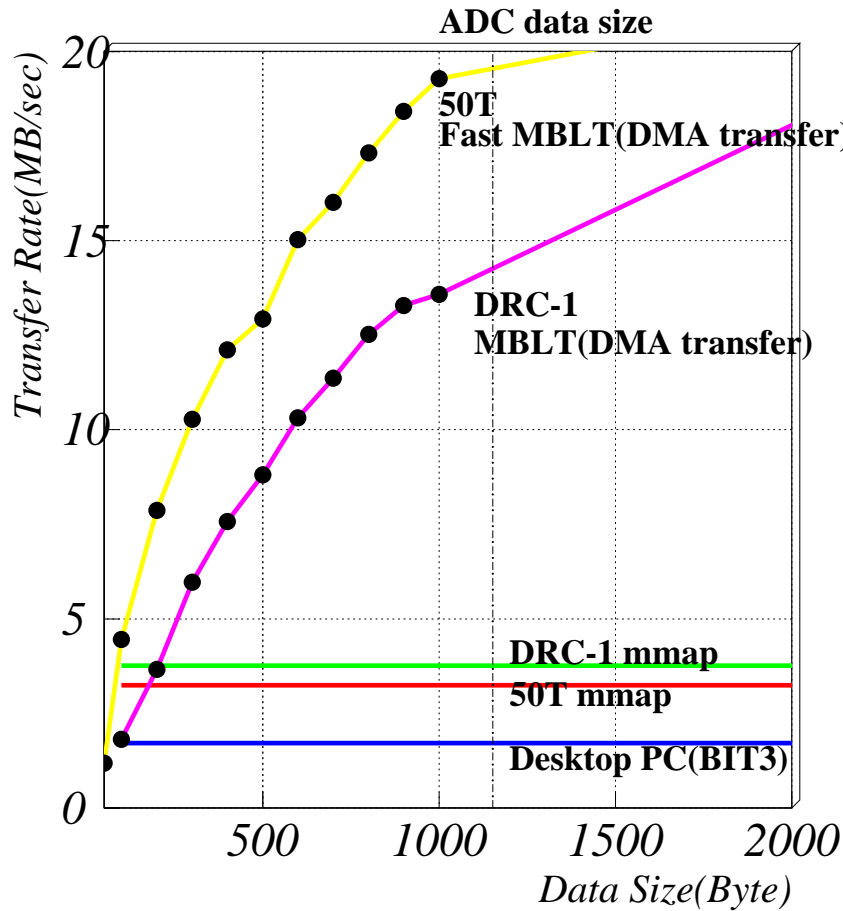


図 3.12: OS 別マシン別 VME access speed test。mmap は 1word 毎に逐次メモリにアクセスする。プログラムとしては、いわゆる Do loop にて測定した。DMA 転送はある決められたサイズのデータを連続して読み出す転送方式のことである。

Live time 90% 時 40.0% user 42.9% system 17.1% idle

Live time 60% 時 29.0% user 28.0% system 43.0% idle

であった。つまり、Live time 60% 時には余裕を持って取り込めている 90% 時よりも CPU のアイドルタイムが増加していることになる。おそらくこれが Linux OS の特徴なのだろうが、この現象についてはもう少し試験が必要であろう。

次に実際の観測でどの程度のトリガーレートまで耐えられるか測定した (図 3.16)。試験は γ 線放射天体が存在しない、恒星の少ない暗い星域 (RA: 25.63804 Dec: -25.288270) で行った。結果として、ランダムイベントである実観測では 80 Hz 程度までのトリガーレートに耐えられることがわかった。これは前 DAQ に比べ 2.5 倍の性能向上である。

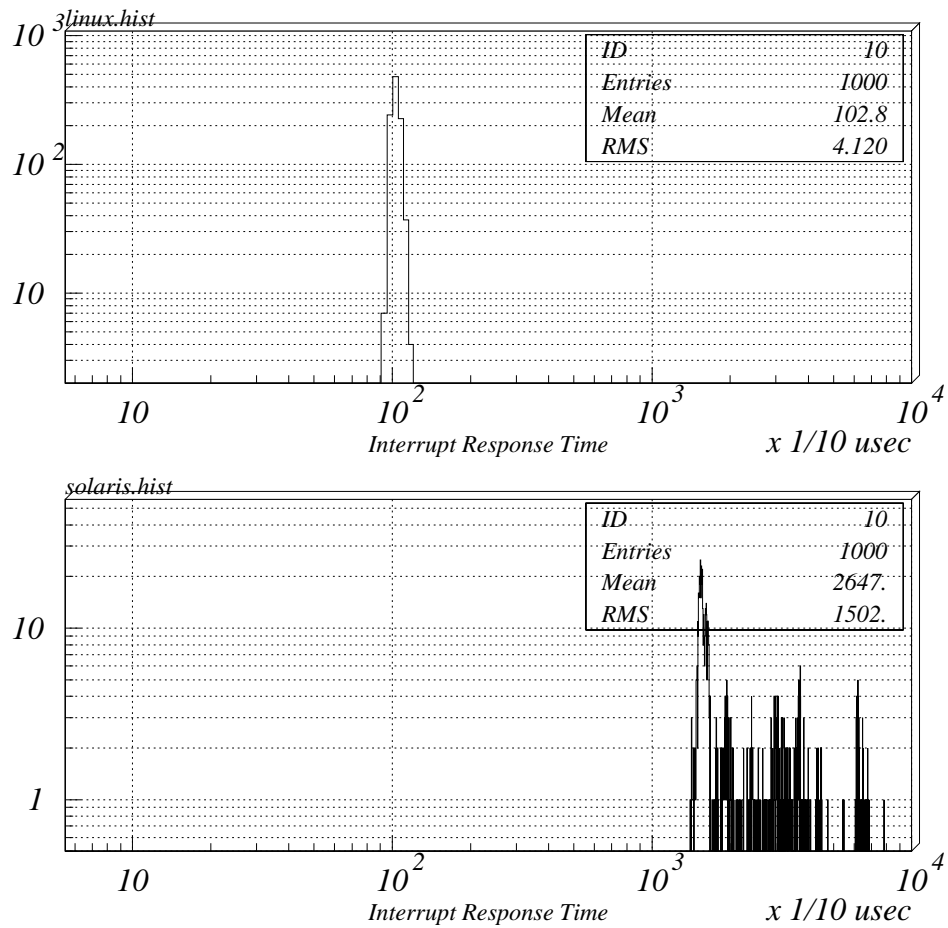


図 3.13: OS 別 interrupt latency。横軸はインタラプト信号を入れてから、実際にインタラプトがハンドルされるまでにかかる時間。上図は linux 2.2 + DRC-1。下図は Solaris 2.6 + CPU-7V である。

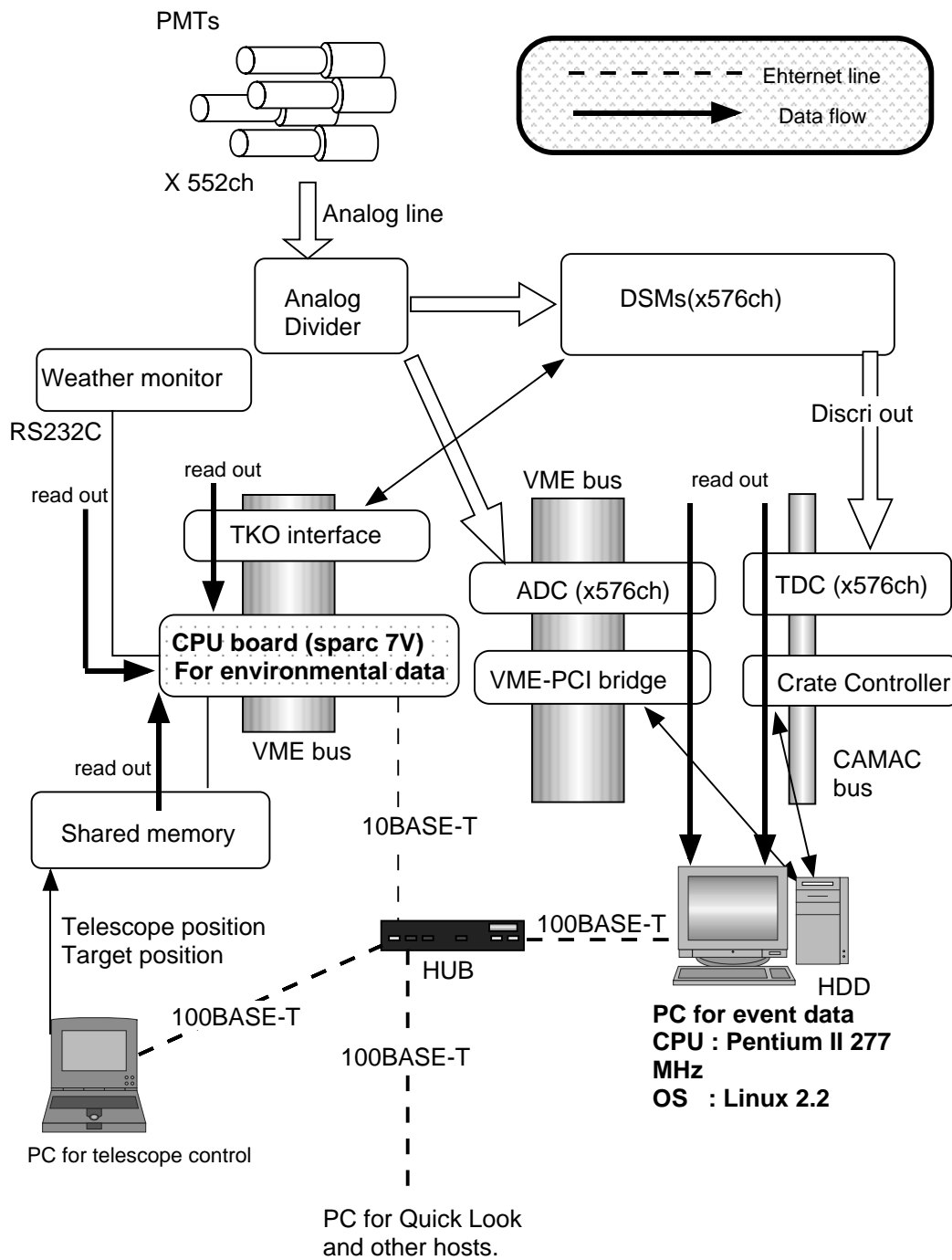


図 3.14: 新たに開発した CANGAROO の DAQ

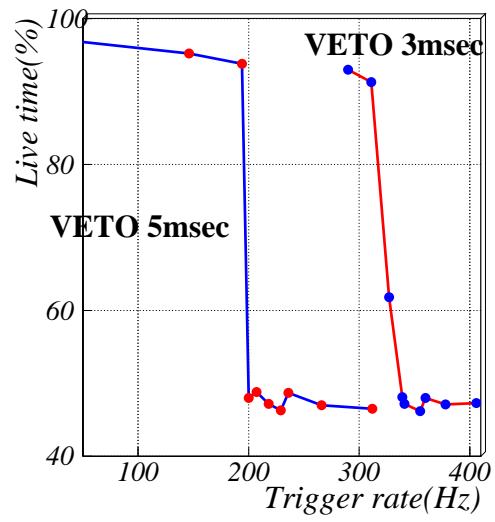


図 3.15: 周期パルサーをトリガーにした際の、live time の変化

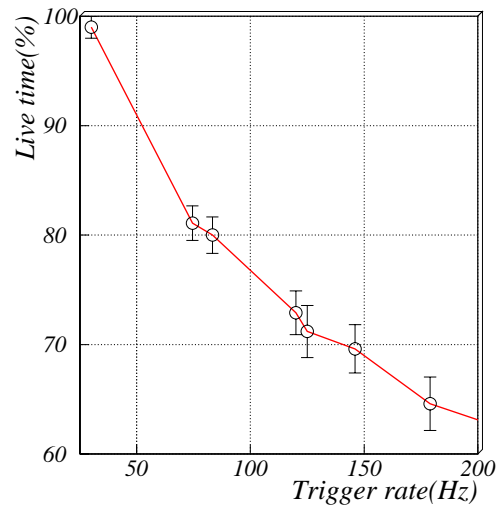


図 3.16: 実際の観測におけるトリガー周波数ごとの live time の変化

第4章 まとめと今後の課題

4.1 CHESS

“すばる”望遠鏡をチェレンコフ望遠鏡として運用する為の観測装置 CHESS の開発を行い、性能テストを行った。

シミュレーションでは、トリガー条件として “3 p.e × 1 PMT” を選べば効率よく測定できると予想できた。CHESS 本体の DAQ は、VME の高速性が十分に発揮された結果となり、250Hz 程度のトリガーレートで、Livetime 80 % という非常に高速なシステムを開発できた。

帰国後、観測中断の原因を探ったところ、CHESS の一部のエレクトロニクスの電源部が、SUBARU 望遠鏡側に起こったと思われる電圧降下に耐えられなかったため、トリガーが正常に動作しなくなった、ということがわかった。今後は電源周りを強化するとともに、電圧、電流モニターを設置し、今年末の観測の実現を目指す。

4.2 CANGAROO

Linux OS をベースにした DAQ を開発し、CANGAROO 望遠鏡にインストールした。結果として前 DAQ が 30Hz で live time 80 % だったのに対し、80 Hz で live time 80 % になったため、約 2.5 倍の処理速度の向上となった。

今回の DAQ は中心となるイベントデータを収集するマシンとして、CPU が Pentium II 277 MHz のものを使用したが、2001 年 1 月現在、CPU は周波数 1 GHz を超えるものも安価で手に入るようになった。新 DAQ の長所の一つには、このような最新の CPU をすぐにとりいれることができる点である。この長所を生かし、最新の CPU を取り入れ、さらに処理速度を向上させたい。

また、1.3 節でも述べたように、CANGAROO グループは 4 台望遠鏡によるステレオ観測計画を進めている。ステレオ観測の利点は前述したとおりであるが、2 台の望遠鏡間では γ 線の入射角によって数 100nsec 程度の時間差が生じるため、1 望遠鏡あたりの偶然トリガーは増えてしまう。そのため、望遠鏡個別の DAQ は約 500 Hz 程度のトリガーレートに耐えられなければならない。また、観測時の利便性を考えると、100m 四方に並ぶ 4 台の望遠鏡をネットワークで結び、中央の制御室のみで全て操作できるような分散システムを構築しなければならない。

上記のようなネットワーク分散型高速 DAQ を開発するために、リアルタイム OS の導入、ギガイーサネットの導入、CHESS のようなディスククライアント-サーバシステムの導入、などを現在検討している。

謝辞

今回の修士論文作成にあたり終始御指導いただきました、指導教官である、谷森 達 京都大教授、窪 秀利 京都大助手に感謝致します。

CHESS プロジェクトに関しましては、現地での快適な研究の場と多大なる協力を頂きました、国立天文台 光学赤外線天文学・観測システム研究系、ならびにハワイ観測所のスタッフ全員に深く感謝いたします。特に、ハワイ観測所の小笠原助教授には様々な面で研究を支援して頂きました。ここに御礼申し上げます。

CANGAROO プロジェクトに関しましては、DAQ に関する様々な質問に迅速に回答して下さいました、高エネルギー加速器研究機構オンライングループの安氏、五十嵐氏、仲吉氏に御礼申し上げます。また、CAMAC ドライバの提供のみならず、実際のインストールに際し、貴重な時間を割いてサポートして下さいました新潟大の坂本氏に深く感謝いたします。また、有益な助言を頂きました CANGAROO グループのメンバー全員に感謝いたします。

東工大渡辺研究室にて、研究を支援して頂いた渡邊 靖志 教授、石野宏和 助手、今は宇宙線研に移られました金行 健治 助教授、に御礼申し上げます。

最後になりますが、研究室に於いてお世話になった方々 — PD の大嶋 康伸氏、越智 敦彦氏、櫻澤 幸司氏、研究生の 守谷昌代氏、D2 の角野秀一氏、金子順一氏、原敏氏、D1 の櫛田淳子氏、M3 の行方敦氏、M2 の平井利尚氏、森井幹雄氏、永吉勉氏、中村智洋氏、高野一義氏、M1 の小石悟史氏、西濱啓史氏、谷中正太郎氏、B4 の大藪崇人氏、白旗麻衣氏、西村亮氏、— に感謝いたします。どうもありがとうございました。

Appendix A

高エネルギー実験での DAQ には、モジュール化された測定装置が用いられていることが多い。モジュールとは、機能ごとに分割された電子回路機器のことであり、実験者はその目的に合わせ、様々なモジュールを自由に組み合わせてひとつのシステムをくみ上げることになる。システムをモジュール化する利点はいくつかあって

- すべてのモジュールに共通な部分は一つにまとめることができる。
- モジュールを組み合わせることにより、特殊な装置を用いずに幅広い実験に対応できる。
- 保守点検が容易である。

といったことがあげられる。

モジュール間の接続方法や計算機との通信方法には、統一された規格が存在し、この規格のおかげでデータ転送、電源の取りまわしなど細かい知識が無くとも、自由にモジュールを組み合わせることが可能となり、モジュールと計算機との安定した通信が約束されている。規格にも多数の種類があり、もちろんそれぞれ長所、短所がある。しかし、規格の優劣を決めるうえで、純粋に性質上の問題ではないが、最も重要な側面は”Global standard”であるかどうか、である。世界的に広く普及している規格であれば、ベンダーから多数のモジュールが製品化されていて、その価格も比較的安価である。情報を入手しやすい、という利点もあるだろう。以下では規格の一例として CAMAC,TKO,VME について解説する。

A.1 CAMAC

CAMAC は、計算機を用いた DAQ での使用を前提とした初めての世界的な規格であり、1969 年に発表されてから、約 30 年もの間世界中で使われてる。CAMAC の基本的な構成としては、CAMAC モジュールと、それを差し込むクレート、クレートに付属しクレート全体を制御するクレートコントローラ (Crate Controller : CC)、そして計算機とのインターフェースである (図 A.1)。クレートには向かって左からステーションナンバー (N)1~25 が割り当てられていて、奥にはモジュールと電源線、通信線を接続するためのソケットがある。ただし、25 番はコントロールステーションと呼ばれ、クレートコントローラ用の特別なピン配置となっている。クレートコントローラは 25 番を含む最低 2 幅のステーションを占有するから、ひとつのクレートには最大で 23 組のモジュールしか入れることはできない。ノーマル・ステーションには、1ビットのステーションナンバー、4ビットのサブアドレス、5ビットのファンクションのラインがあり、これらを使ってアドレッシングお

よび命令の発行が行われる。各種モジュールは CAMAC ファンクションと呼ばれる一連の命令群で容易に制御できるようになっている。

またノーマル・ステーションからコントロール・ステーションへの割り込み要求は Look-at-Me(LAM) のビットを使って行われる。計算機とのインターフェースを持っているのはコントロール・ステーションであるから、各モジュールは計算機と通信する必要が生じた場合、LAM を ON にすることになる。その際のデータ・ラインはリード用とライト用にそれぞれ 24 ビットが用意されていて、データの読み書きはすべてコントロールステーションからだけ行うようになっている。このように、CAMAC における各種命令は、常にバス上のクロックに合わせて行われる。これを同期式バスシステムとよぶ。以上が CAMAC の基本的なスペックであるが、特徴を大雑把にいうと、

- モジュールとの通信が容易。
- モジュールとクレートコントローラの間には通信速度の上限¹があるため、高速化に限度がある。

ということになる (図 A.2)。詳細な規格内容については [17][18] を参照されたい。

A.2 TKO

今回採用したモジュールの一部に TKO 規格のものがあるので、簡単に触れておく。TKO は高エネルギー研究所 (KEK) の独自規格であり、基本的には CAMAC の欠点を踏まえた改良型といえる。2 本のアナログ・データ・バスと 16 ビットのデジタル・データ・バスを備えていて、アナログ・データも デジタル・データも扱えるようになっている。アドレス・ラインは 4 ビット、サブ・アドレス・ラインは 11 ビット使う。スロット番号 0 と 24 は特別なスロットで、0 にはタイミング用のモジュールを、24 にはコントロール用のモジュールが入る。CAMAC と同じく非同期式のバスである (図 A.3)。

A.3 VME

高エネルギー物理学の分野では、年々実験装置の規模が増加し、それにもなって、実験中に現れるイベント数も増加している。例えば、高エネルギー物理学研究所 (KEK) の加速器 TRISTAN で行われている B-factory 実験では、イベントは平均 500Hz の割合で発生し、1 イベントあたりのデータ量は平均 30Kbyte にもなる。よって、そのデータ収集システムには、少なくとも平均 15Mbyte/sec の処理能力が要求される。加えて、計算機の性能の急速な進歩も最近のトピックスとして見逃せない。前述のとおり DAQ は、検出器、フロントエンドエレクトロニクス、計算機、の 3 つのパートからなっている。このうち、エレクトロニクスと計算機との通信速度が十分でないと、いくら計算機の処理能力が上がっても意味はない。

このような情勢のなか、CAMAC に代わって DAQ の中心となりつつあつのが VME 規格である (図 A.4)。

¹読みだし速度 3Mbyte/sec

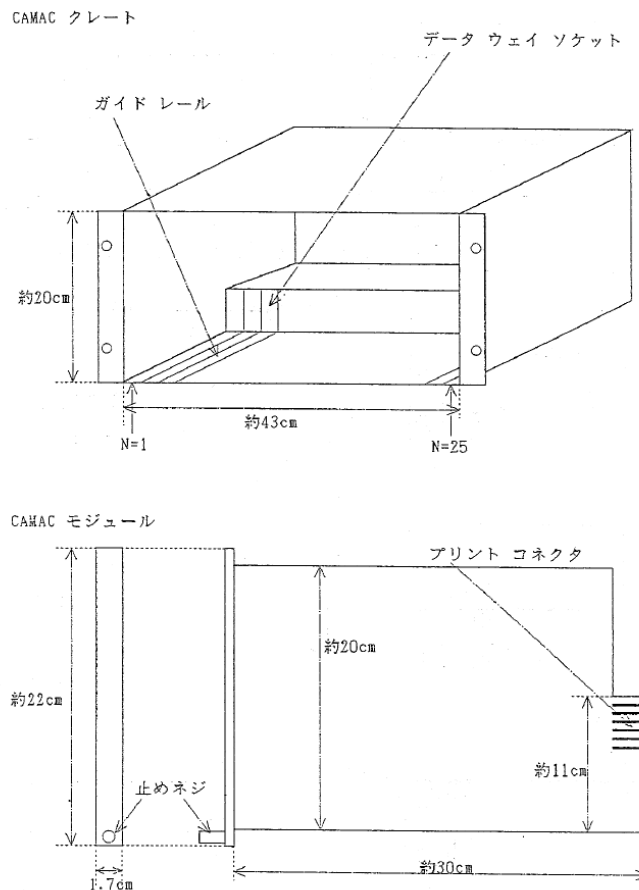


図 A.1: CAMAC 寸法図

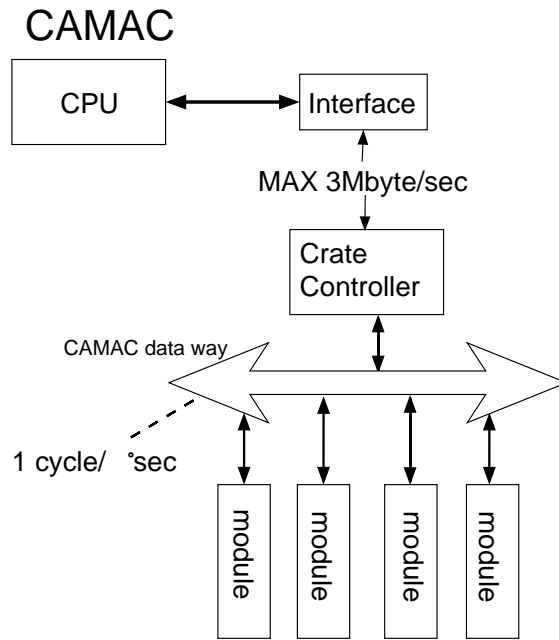
VMEは、最大32ビットのアドレス・ライン、最大32ビットのデータ・ライン、4ビットのバス・リクエスト、7ビットのインタラプト・リクエスト、その他の信号線を使って動作する、非同期バスである。

CAMACとの最大の違いは、VME規格が計算機のバス規格であるということである。CAMAC規格は基本的にはモジュール間の接続方法に関する規格なので、CPUとの接続の際は、CAMACデータウェイとは別にCPUに対するインタフェースを用意する必要があった。その点、VMEの場合は同一クレート内のCPU、メモリ、各種モジュールが一つの高速なバスで直結した形をとっている(図A.5)。これにより、データ転送が高速化されるだけでなく、十分な性能をもつ最近のCPUを用いれば、システム全体がより高速化される。また、バスの使用権の調整をするプロトコルを使っていて、CPUによる割り込み処理を行い、一つのクレート内で複数のマスタ(割り込みハンドラ)の動作を実現している。

以上VMEの特徴を述べてきたが、まとめると

- 理論上最高速度 57Mbyte/sec のデータ転送速度²

²これは計算上の値で、実際はECLでも使わない限り、普通のTTLレベルの高速SDRAMを使用した場合でも、この半分ぐらいの値である。



長所：世界的に普及している。

計算機との交信が容易 CAMAC function

短所：高速化に制限 つねにCCを介して交信

図 A.2: CAMAC 概念図。

CPU インターフェースとクレート bus との間に、3Mbyte/sec の速度制限が存在する。



図 A.3: TKO 概観

- CPUと各種モジュールが一本のBusで直結している。
- Bus上に最大20までマスタ(割り込みハンドラ)が存在できる。
- データのやりとりは、クロックに同期するのではなく、モジュール側の信号によって行われる非同期のバスシステムである。

ということになる。詳しくは[19]を参照していただきたい。

VMEラックの構成例

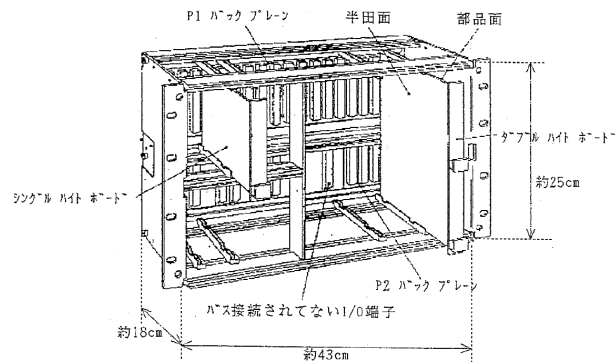
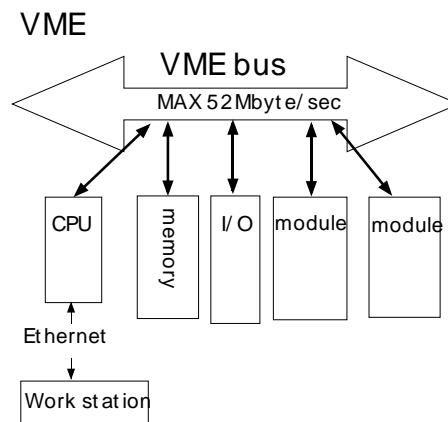


図 A.4: VME 寸法図



長所：CPUとmoduleを直接busで接続
 →データ転送が高速

短所：ユーザーがmemory等に直接アクセス
 →システムクラッシュの危険性

図 A.5: VME 概念図

参考文献

- [1] Longair, M.S (1994). Theoretical concepts in physics. Cambridge: Cambridge University Press.
- [2] V.F.Hess, Phys.Z, 13(1912)1084
- [3] J.A.Simpson, Annu.Re.Nucl.Part.Sci.33 (1983)323
- [4] vol.14, No.02, 1999-02
- [5] T.Murakami et al.: Nature 335, 234(1988).
- [6] A.M.Atoyan and F.A.Aharonian, Mon. Not. R.Astron.Soc.278, 525(1996)
- [7] M. de Naurois for the CELESTE collaboration, Astrophys. J. 0010265v2 (2000)
- [8] D.A. Williams, et al., Astrophys. J. 0010341 (2000)
- [9] R.A.Ong, Phys.Rep. 305, 93-202(1998)
- [10] O.C.de Jager, A.K.Harding, Astrophys.J.396(1992)161.
- [11] C.D.Dermer, et al., ApJ.Suppl.90, 945(1994)
- [12] L.Maraschi, et al., ApJ, 435.L91(1994)
- [13] Longair, M.S High Energy Astrophysice vol1,2. Cambridge: Cambridge University Press.
- [14] David.J.Thompson, Astrophys. J. 0101039 (2001)
- [15] Y.Yasu and K. Nakayoshi, KEK Internal 99-12, Dec 1999.
- [16] Y.Yasu et al., "Proceedings of the International Conference on Computing in High Energy Physics '94", LBL-35822, 1994, pp437
- [17] "CAMAC-A Modular Instrumentation System for Data Handling, Description and Specification" EURATOM Report EUR4100e, 1972
- [18] "CAMAC-Organization of Multi-Crate systems" EURATOM Report EUR4100e, 1972
- [19] "The VMEbus Specification C.1" PRINTEX Publishing INC.

- [20] K.Sakurazawa,PhD thesis,Tokyo Institute of Technology
- [21] T.Yoshikoshi,Ph D thesis,Tokyo Institute of Technology,(1996).
- [22] 原 敏、東京工業大学修士論文
- [23] 浅原明広、東京工業大学卒業論文
- [24] 東洋テクニカ CC7000 CAMACドライバ開発者 坂本氏のホームページ
URL: <http://www.hep.sc.niigata-u.ac.jp/yasube/camac/index.shtml/>
- [25] Universe VMEドライバ開発者 Hannappel 氏ホームページ
URL: <http://lisa2.physik.uni-bonn.de/hannappe/>
- [26] BYTE誌 BYTEmarkプログラムをLinuxに移植したMayer氏のホームページ
URL: <http://math.vanderbilt.edu/mayer/linux/bmark.html/>
- [27] SBS Bit3社ホームページ
URL: <http://www.bi3.com/>