甲 南 大 学 大 学 院
自然科学研究科
物理学専攻
修士論文
No.195

テレスコープアレイ計画用宇宙線望遠鏡のための カメラ較正システムの開発

Development of Calibration System of PMT Cameras used for the Telescape Array Project

March 2002

辻川 佳弘

甲南大学大学院自然科学研究科

Abstract

Telescope Array Project(TA) suggested a detection device of ultra high energy cosmic rays is the atmosphere fluorescence type detector developing 400 telescopes by for each 40 in ten places in the domain of about 10000 km^2 at 1500-1600 m above sea level. TA measures fluorescence light of the atmosphere formed by extensive showers of cosmic rays in the energy region between 10^{16}eV to 10^{21}eV.

PMTs amount to 100,000 each monitors the atmosphere to detect extensive air showers, using 256 multiplier phototube (PMT) in each 400 telescope in observation. There is PMT which is often used as photo-detector of cosmic rays event in branch of cosmic rays observation in the trend which is used in large quantities so that accuracy observes energy of cosmic rays well than late years. As for these a large quantity of PMT, dispersion exists in out put responses.

We developed a system which let the accuracy of estimation for energy of primary cosmic rays decided a difference of this power by calibrating precisely improve. The XY Stage moves light source on two dimensions of tops parallel to thesustance of camera of telescope, and adjust derivation of gain of PMT and multiplication factor.

Telescope Arrays have so very large extent number of PMTs that the of PMT calibration is possible with on-line, and this system takes important role. As a result the systematic error by device became about 0.5 % for energy resolving power 6 % calculated by Monte Carlo of 10^{20}eV cosmic rays.

An accuracy in have been of taived for energy estimation of ultra high energy cosmic rays by this system.

Abstract

最高エネルギー宇宙線領域の検出装置として提案されている Telescape Array Project(TA) はアメリカのユタ砂漠 (標高 1500-1600m) に建設される。約 10,000Km^2 の地域にステーションを 10 箇所設営し、各 40 台ずつの望遠鏡を展開する大気蛍光型検出器である。TA は 10^{16}eV から 10^{21}eV の宇宙線由来のカスケード・シャワーによって生成された大気の蛍光光を測定する。観測には 400 台の望遠鏡にそれぞれ 256 本の光電子増倍管 (PMT) を用い合計約 10 万本の PMT が大気中をモニタする。宇宙線観測の分野において宇宙線イベントの受光素子としてしばしば用いられる PMT は、より精度良く宇宙線のエネルギーを観測するために大量に用いられる傾向にある。これらの大量の PMT は個体により出力にばらつきが存在する。この出力の違いを正確に較正することにより宇宙線のエネルギー決定精度を向上させるシステム XY Stage を開発した。この XY Stage とは望遠鏡のカメラと平行な 2 次元面上に光量が分かっている光源を動かし PMT の出力マップの導出及び増倍率を調整するシステムである。本システムはオンラインで PMT を較正が可能なため広大な範囲に検出器を展開する Telescape Array 計画において重要な役割を担っている。その結果、10^{20}eV 宇宙線のモンテカルロによって計算されているエネルギー分解能 6%に対して装置による系統誤差は 0.5%に抑えられた。この事により最高エネルギー宇宙線の探索に十分な精度を得られた。

Contents

1 序論 4
1.1 極超エネルギー宇宙線の発見 4
1.2 最高エネルギー宇宙線検出実験 9
2 テレスコープアレイ大気蛍光観測装置 14
2.1 宇宙線空気シャワーの検出原理 14
2.2 観測装置概要 14
2.3 サイトマップ 15
2.4 構造 15
2.5 光学システム 18
2.6 高電圧供給装置 22
2.7 光電子増倍管 23
3 カメラ較正システム 27
3.1 較正目的 27
3.2 較正概念 27
3.3 較正装置ーXY ステージー 29
3.4 装置制御とデータ取得手順 30
3.5 光源と光学 31
3.6 $YAlO_3$:Ce-^{241}Am Pulser 31
4 データ 36
4.1 コーススキャン 36
4.2 ファインスキャン 37
5 結果と運転性能 40
6 今後の展望 40
References 40
謝辞 43

---

1 序論

1.1 極超エネルギー宇宙線の発見

宇宙線の観測は、過去多くの謎を発見し、素粒子物理学に大きく貢献してきた。現在非常に広いエネルギー領域で宇宙線のスペクトルが Fig.1(10^9eV to over 10^{20}eV) のように観測され、宇宙の進化過程や宇宙物質の構成比などの解明が進められている。また宇宙線のスペクトルの中で**knee**や**Ankle**と呼ばれるエネルギースペクトルの傾向が変わる構造も見つかっている。
そして近年 AGASA(Akeno Giant Air Shower Array)、Fly's Eye、HiRes などで 10^{20}eV を超える**最高エネルギー宇宙線** (**Ultra-High Energy Cosmic Rays**(**UHECR**)) が観測されている。この最高エネルギー宇宙線が陽子であり、その源が銀河系外であれば、宇宙空間を満たす 2.7K 背景輻射光子と相互作用して、光パイオン生成 ($p + \gamma_{2.7K} \rightarrow \pi^{+/-,0} + others$) を起こしそのエネルギーを失い、$5 \times 10^{19}$eV 以上のエネルギーの宇宙線は地球で観測されないと**Greisen-Zatsepin-K'uzmin** (**GZK cutoff**) により提唱されてきた。
しかしこれらの事象はこの GZK モデルを覆すものであり、このグライセン限界を超える宇宙線スペクトル (Fig.2) は多くの謎を与えてくれる。

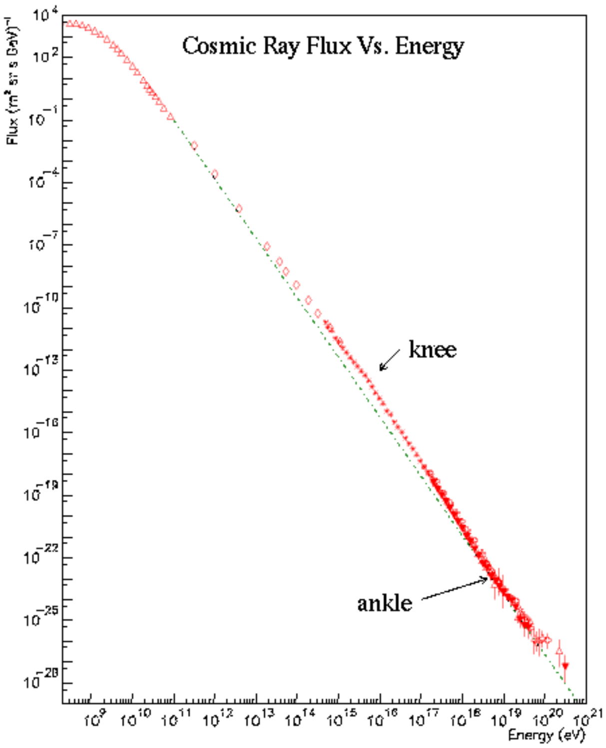


Fig. 1. CR Spectrum 10^9eV to over 10^{20}eV
横軸:宇宙線のエネルギー; 縦軸:宇宙線の流量

どのようにしてこのような極端に高いエネルギーまで加速されたのか？最高エネルギー宇宙線はどこから来るのか？最高エネルギー宇宙線の組成は何

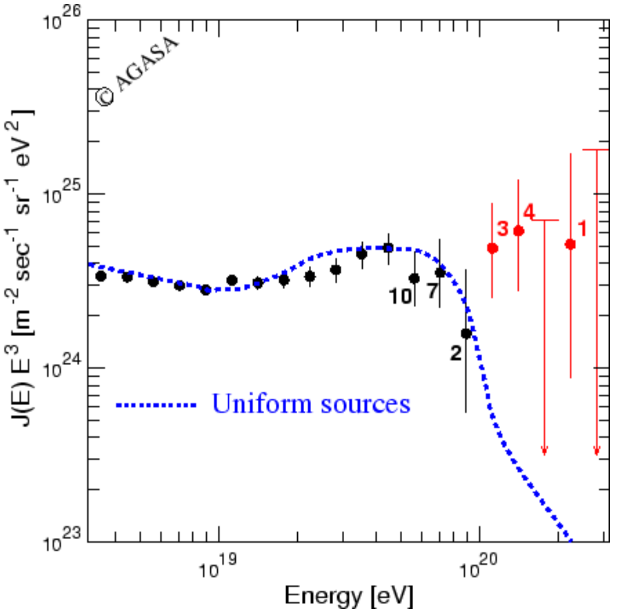


Fig. 2. Spectrum Structure
横軸:宇宙線のエネルギー; 縦軸:宇宙線の流量 ×(エネルギー)^3

か？
この宇宙線の起源と加速メカニズムを解明するには最高エネルギーのスペクトルを慎重且つ精密に測定しそのデータを基に新しい理論を構築しなくてはならない。また、最高エネルギー宇宙線の放出源を理解するために緻密な調査に基づいて宇宙線到来方向による異方性を正確に探し出す必要がある。

1.1.1 最高エネルギー宇宙線源モデル

この最高エネルギー宇宙線の起源は大きく分けて**ボトムアップシナリオ**と**トップダウンシナリオ**の 2 つのシナリオが存在する。
もし、最高エネルギー宇宙線の 10% 以上が γ 線であればトップダウンモデルによって最高エネルギー宇宙線が生成されていると同定される。これは γ 線は衝突断面積が大きく宇宙空間に等方的に存在する宇宙線マイクロウェーブバックグラウンド (CMB) やその他の電波と衝突して電子やパイオンを生成し、エネルギーを大幅に減衰してしまう。このことから極超エネルギー γ 線は遠方からは到達でき無い。
もしこの最高エネルギー宇宙線が銀河ハロー中に存在するビックバンの生き残りである超重粒子 (Super Heavy Relics) の崩壊に起因するものであるならばその最高エネルギー宇宙線イベントは異方性を持ち、銀河中心からの強度を増さなければならない。もし、全く異方性が見られず等方的であれば**位相欠陥**に起因すると期待される。
この位相欠陥として考えられるのは宇宙創生期に生成されたモノポールやコズミックストリングなどが考えられている。
しかし、上記のようなトップダウンシナリオではなく、最高エネルギー宇宙線が陽子やその他の極高エネルギーの原子核によってもたらされているなら

ばボトムアップ加速でなければならない。この最高エネルギー宇宙線の到来方向がクラスターを形成していなければ普通の銀河からこの最高エネルギー宇宙線が訪れたことになる。もしそうだとすればグライセン限界が破られていることになる。この原子核由来の最高エネルギー宇宙線がクラスターを形成しそこに AGN(Active Galaxy Nuclei) が存在すれば加速源が AGN である可能性が非常に高い。逆にその到来方向に AGN が確認できなければ GRB(Gamma Ray Burst) 残骸を見出すことが可能かもしれない。

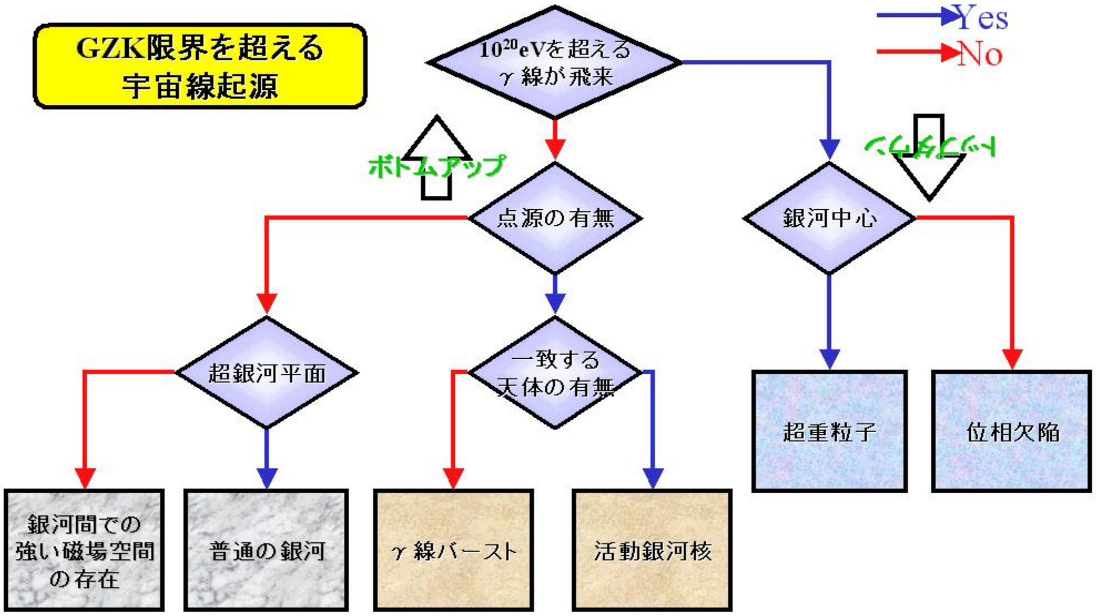


Fig. 3. Spectrum Structure
極超エネルギー宇宙線が観測され、その宇宙線種別及び到来方向 (異方性) によって考えうる宇宙線源へのロードマップ

1.1.2 活動銀河核 *Activity Galaxy Nucleus(AGN)*

γ 線観測衛星 (GRO) に搭載された検出器の一つである EGRET[4] によって同定された 100MeV 領域の γ 線源のうち、最も多い線源の一つが実は活動銀河核 (AGN) と呼ばれる激しい活動をしている天体である。AGN は強力な電波源で、銀河の中心には超巨大なブラックホールが存在していると考えられている。ブラックホールに降り積もる物質は周囲に円盤状に集積し、この円盤と垂直方向には物質とともに凝縮された磁場のために相対論的な粒子流が形成され、ジェットと呼ばれている。
このジェットによって 10^{20}eV を超える宇宙線を加速できるという理論も存在し、重要な最高エネルギー宇宙線の源天体となる可能性がある。

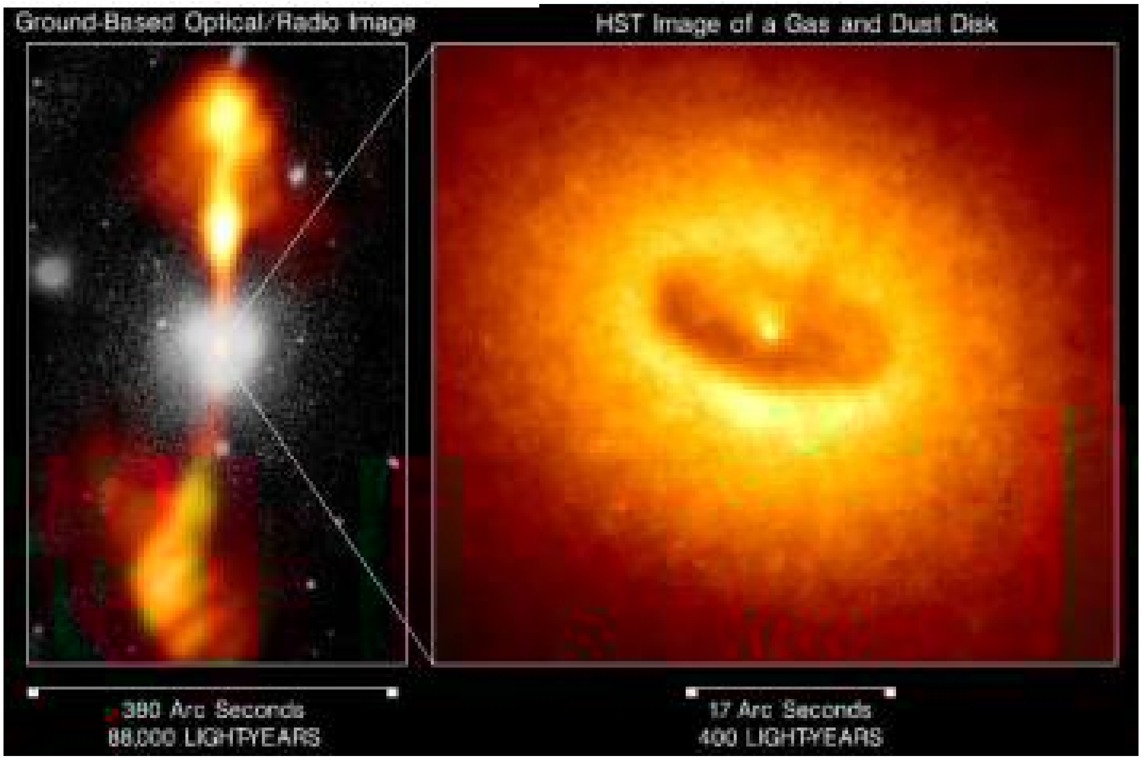


Fig. 4. 活動銀河核

1.1.3 γ 線バースト *Gamma Ray Burst(GRB)*

ガンマ線バースト (GRB)[6] とは数 10keV 以上の γ 線が 10 秒程度の間に一時的に放出される現象である。到来方向は等方的であるが、明るさの分布については、距離について一様ではなく遠方になる程源の数が少なくなっていることを示唆している。Compton 衛星の BATSE 検出器によって 1 日に 1 個弱のバーストが検出されている。その源となる天体は検出器の角度分解能の限界により不明とされてきたが、BeppoSAX 衛星により対応天体が検出され、赤方偏移が 1 程度の例が発見された。このような遠い距離において、莫大なエネルギーが主に比熱的な形で短時間に放出されているわけであり、有力な説として検討されている『火の玉』モデルによれば γ 線のスペクトルは高エネルギーまで延びていてもよい。現在までに定かではないが、Milagro 検出器において TeV 領域における GRB が 1 例観測されたという報告例があり、また、極超エネルギー γ 線における GRB の観測は、興味深い分野である。
Fig.6 は 2002 年 1 月 31 日に発見された γ 線バーストと思われる事象のスペクトル。モデル計算によれば、生まれた時に太陽の 40 倍ほどのたいへん重い星が進化して、内部では鉄の中心核ができるまで核融合反応を繰り返す一方、水素が多い外層部やヘリウム層などが星表面から流れ出して失われてしまった星が、中心核の重力崩壊によって爆発したものと考えられている。超新星が出現したのは、うお座の銀河 M74 で、開いた渦巻をほぼ真正面から見ている銀河で、うお座 η 星のすぐ東にある。地球からの距離はおよそ 8Mpc である。

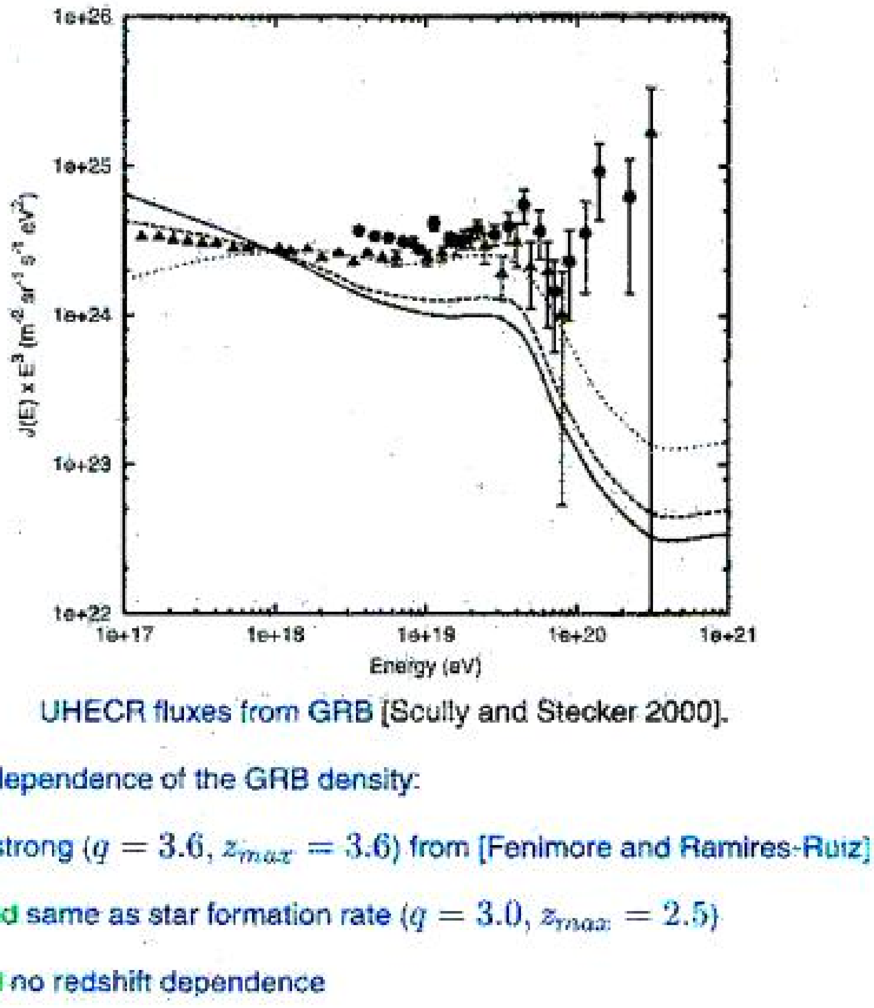


Fig. 5. γ 線バースト
Milagro によって検出されたとみられる γ 線バースト現象

1.1.4 位相欠陥 (*Topological Defects*)

宇宙進化の初期に起きた場の対称性の破れによって、モノポール、コズミックストリングなどの位相欠陥 (Topological Defects) が形成され得ることは、大統一理論 (GUT's) が予測している。
TD にためられたエネルギーは X 粒子と呼ばれる非常に重いゲージボゾンやヒッグスボゾンとして放出される。X 粒子の最大のエネルギーは典型的な GUT エネルギースケール ($\sim 10^{24} eV$) に達する。
X 粒子は質量 $m_X \sim 10^{24}$eV で、寿命が宇宙年齢と同等かそれ以上であり、非常に安定な残骸粒子だと考えられている。また X 粒子は宇宙初期の膨張に関係する粒子生成過程を通して生成されるため、基本的に AGN や電波銀河などの源は必要無く、宇宙のどこにでも存在が可能であり、我々の銀河ハロー内でクラスターを形成している X 粒子が崩壊して地球に届いて観測されるはずである。このため GZK 制限を修正する必要が無い。
この X 粒子は、典型的にクォーク、レプトンに崩壊する。そのクォークが、

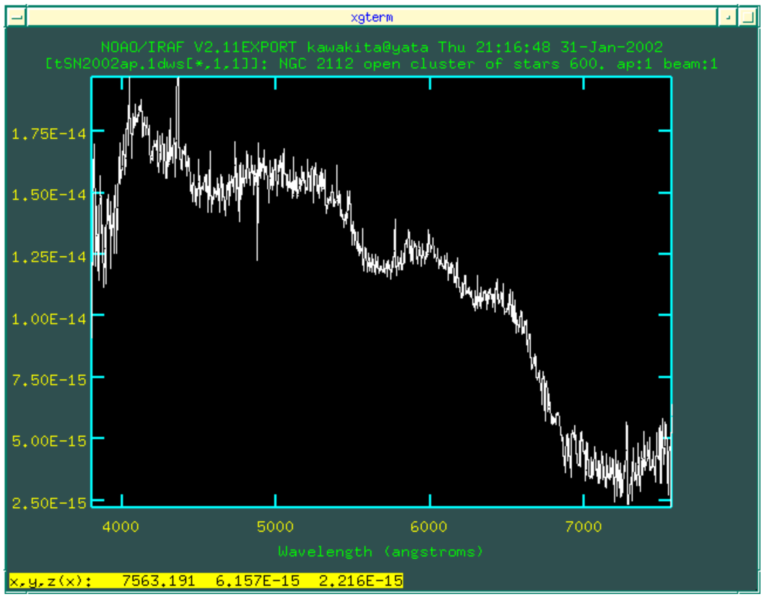


Fig. 6. SN2002ap
ぐんま天文台で観測された GRB と思われるイベントのスペクトル
横軸:宇宙線の波長; 縦軸:宇宙線の流量
赤経 1 時 36 分 23.87 秒、赤緯+15 度 45 分 13.2 秒 (2000 年分点)[12]

主にパイオンと数パーセントのバリオンを含むハドロンジェットを生成する。さらにそのパイオンの崩壊によって Greisen ニュートリノなどを生成する。もし TD があるとすれば、地上での観測される最高エネルギーニュートリノのフラックスは増大すると期待される。また他のモデルと違いニュートリノの到来方向分布は一様になる。

1.2 最高エネルギー宇宙線検出実験

AGASA において 8 例の GZK 限界を超える 10^{20}eV 以上の宇宙線が観測された。これらの宇宙線はこれまでの理論では宇宙背景放射と作用し中間子多重発生を起こしエネルギーを減衰し 50Mpc 以遠からは地球には到達できないと考えられてきた。
考えられる最高エネルギー宇宙線起源として GRB のさい想定されるショックウェーブによる加速、AGN ジェット加速、超重粒子の崩壊、モノポール、位相欠陥等が提案されているが特定するには至っていない。この最高エネルギー宇宙線起源の解明が TA 計画の最大の目的である。

1.2.1 AGASA(Akeno Giant Air Shower Array)

山梨県明野村ある東京大学宇宙線研究所明野観測所一帯を含む約 $100Km^2$ の有効面積を持つ広域空気シャワーアレイ実験である。(Fig.7)AGASA は 111 台のシンチレーション検出器を約 $1km$ 間隔に配置し、それらのデータを光

ファイバーケーブルで収集する観測装置である。高エネルギー宇宙線が引き起こす空気シャワー中の電子成分がこれらのシンチレーターの中で発生させるシンチレーション光をサンプルして親の宇宙線のエネルギーおよび到来方向を決定する。AGASA は 9 年間の観測によって 10^{20}eV を超える宇宙線空気シャワーイベントを 8 例検出している。(Fig.8)

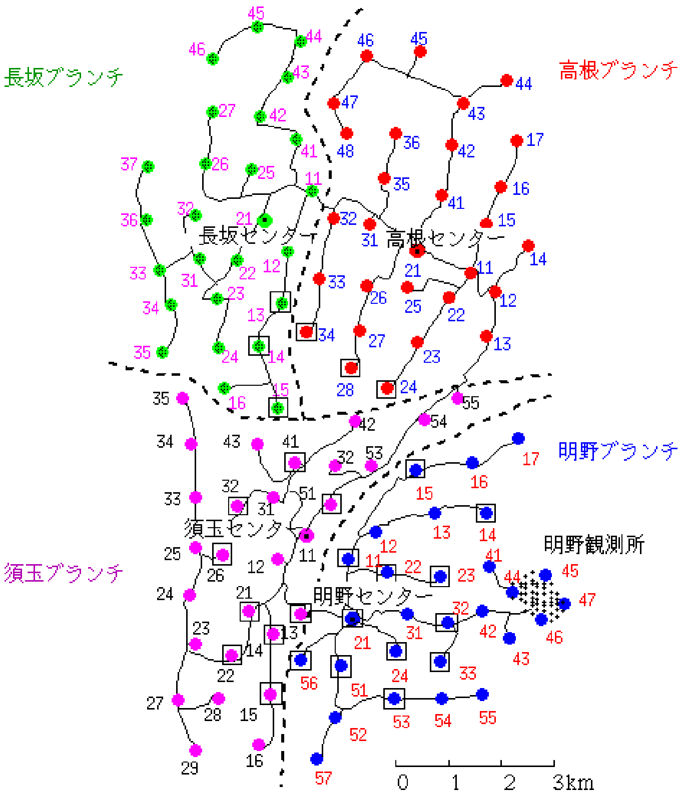


Fig. 7. AGASA Site Map
図中の点が検出器を示し、点を繋いでいる線は光ファイバーケーブル

1.2.2 Auger

シカゴ大学を中心とする宇宙線の最高エネルギー探索計画である。12 トンの純水を入れた水タンクに入射した粒子が出すチェレンコフ光を 3 本の 8 インチ光電子増倍管でもにたする。それを $3000km^2$ の面積にわたって 1700 台展開する。個々の検出器が太陽電池により電力供給され、GPS によって時間を同期し、電波でデータを集積センターに送る。アルゼンチンに建設中である。

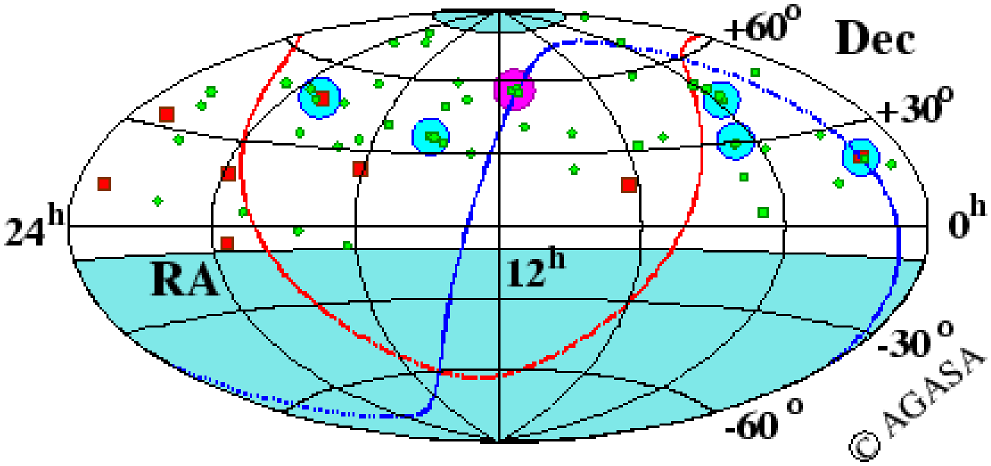


Fig. 8. AGASA Highest Data
図中の大きな円は極高エネルギー宇宙線が複数到来したポイントを示す

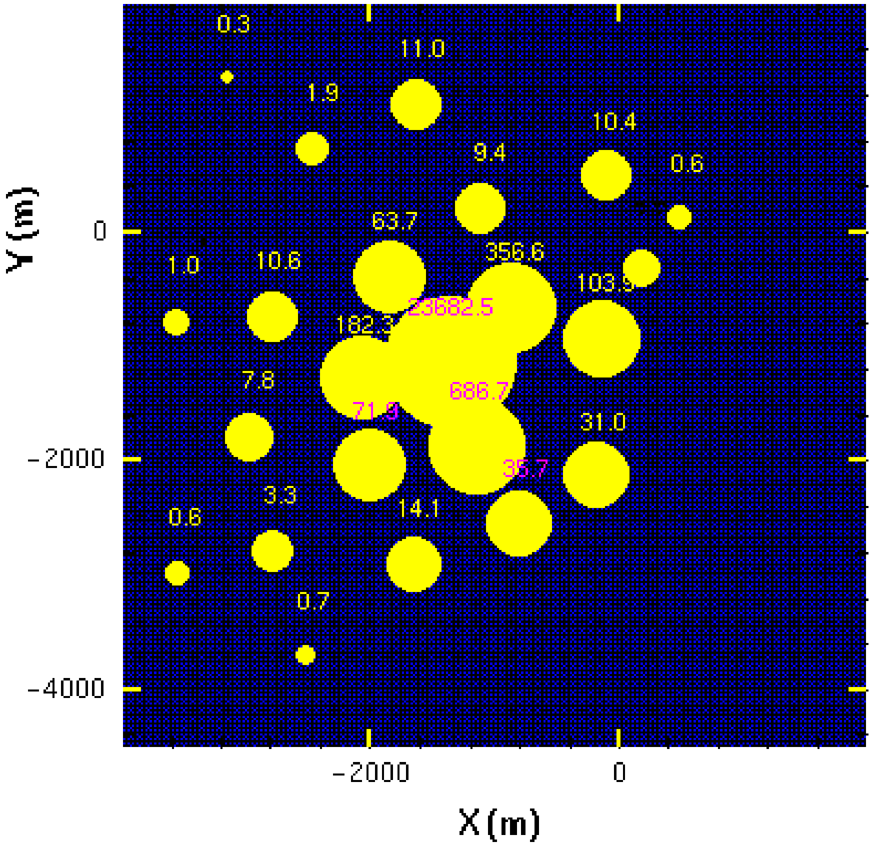


Fig. 9. AGASA Event Display
明野で観測された最高エネルギー宇宙線のイベント例
円の大きさが各観測器での宇宙線の強度を示す
数字は粒子数を示す

1.2.3 Fly's Eyes

1981年にDugwayに作られた。Air Fluorescenceと呼ばれる検出方法を用いた宇宙線観測手法を用いたはじめての実験である。シャワー粒子が大気分子を励起することにより放出される蛍光(シンチレーション光)を測定する。シンチレーション光はシャワー粒子の軌跡に対し等方的に放出されるので、この光を測定する事により最高エネルギー宇宙線に対する有効検出面積を非常に大きく取れる。多数の望遠鏡群によりシャワー発達の立体像が再構築されるため宇宙線化学組成を精度良く測定できると考えられている。
シャワー中の電子、陽電子等の荷電粒子は、大気を通過する際、窒素分子、酸素分子などを励起または電離して、シンチレーション光と呼ばれる光を等方的に発する。シンチレーション光の中で主たる成分を占める酸素分子と窒素分子のうち酸素分子は半減期が非常に長い為に高速で通過する宇宙線の観測には適さない。実際に観測に用いられるのは主に N_2 $2P$ *band system* と N_2^+ $1N$ *band system* によるものでそれぞれの寄与は80%と20%である。

1.2.4 HiRes(High Resolution Fly's Eye)

Fly's Eyeの後継実験でありアデレード、イリノイ、ユタ、コロンビア大学などからなる共同実験である。望遠鏡群2システムにし、シャワーを2箇所から立体視することによって、シャワーの到来方向、エネルギー決定を良くするよう改良されたものである。画素のサイズをFly's Eyeの5.5度から1度に減らし、集光鏡の面積を倍の$3.5m^2$にすることによって検出面積の拡大と分解能の改善を実現した。有効面積は$13000km^2sr$であり、20世紀に作られたもっとも有効面積の広い宇宙線検出装置である。(Fig.10)

1.2.5 OWL(Orbiting Wide-angle Light-collector)

NASAのゴダード宇宙飛行センターを中心に提案されているプロジェクトである。この計画はFly's Eye検出器を衛星に載せて地球低周回軌道に打ち上げ、地球に向けたフレネルレンズにより、宇宙線のシンチレーション光を観測しようとする計画である。そのアパーチャーはPieere Auger Projectの約50倍にもおよび、イベントレートとして10^{20}eV以上の宇宙線が年間数1000イベント期待される。

1.2.6 EUSO(Extreme Universe Space Observatory)

現在進行中の実験の一つにExtreme Universe Space Observatory(EUSO)と呼ばれる実験がある。この実験は地球軌道上に人工衛星を打ち上げ地球そのものを検出器に見立てて観測する画期的なものである。地上400-500kmの上空から約25万km^{2}を観測することが可能である。これによって飛躍的に高エネルギー物理学は新しい領域に踏み入ることが出来ると期待される。

Fig. 10. HiRes Overview
写真中に見られる小屋の中に望遠鏡が格納されており観測時にシャッターが開かれ
大気蛍光を観測する

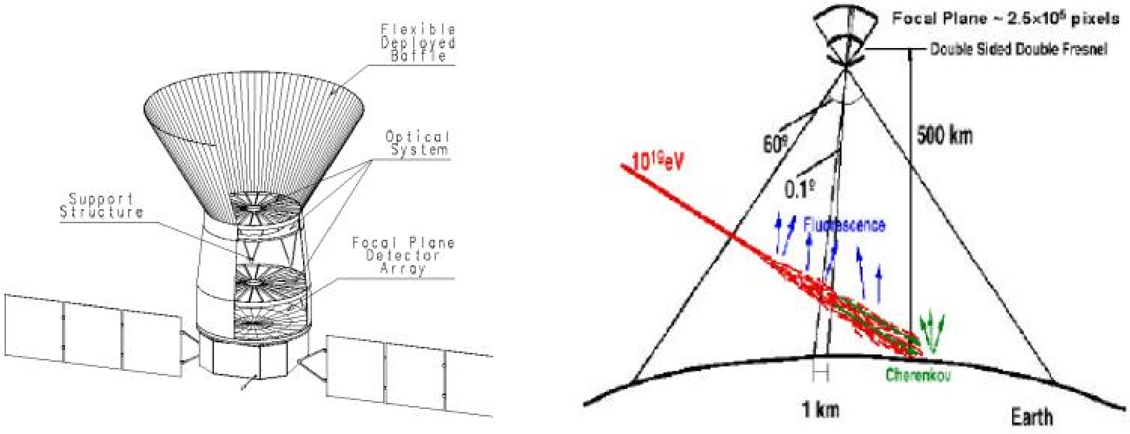


Fig. 11. EUSO
左図:光学系にはフレネルレンズが用いられ視野角 60° という広角度にも関わらず結像の歪を無くしている
右図:イベントトリガーのイメージ図である。大気の蛍光と海面に反射したチェレンコフ光を観測することになる

2 テレスコープアレイ大気蛍光観測装置

2.1 宇宙線空気シャワーの検出原理

テレスコープアレイはこれまでの空気シャワー観測装置をはるかに凌ぐ巨大な有効観測面積と高い測定精度を得られるように設計されている。
最高エネルギー宇宙線が大気に突入し空気シャワーを起し、発生した荷電粒子が大気中の窒素分子を励起し、蛍光 ($380nm$) を出す。大気をモニタしている望遠鏡にその蛍光は収集し、宇宙線空気シャワーのイメージを結像面に再構築する。

2.2 観測装置概要

最高エネルギー宇宙線に対して大きなアクセプタンスを持つ大気蛍光法に観測装置であるテレスコープアレイの観測装置はこれまでの宇宙線観測装置とはいくつかの違いがある。
観測装置は Fig.12 に示すように 30-35km 間隔で配置された 10 個の**目**に相当する観測ステーションで構成される。1 つの観測ステーションには Fig.13 に示すように上下 2 段に組まれた望遠鏡が 20 組リング状に配置され、1 台の蛍光収集望遠鏡には 256 本の光電子増倍管により形成された高感度蛍光撮像装置が焦点面に装着される。
1 観測ステーションでは合計 40 台の望遠鏡と約 1 万本の光電子増倍管によって、方位角 360°、仰角 30° の視野で空気シャワーが大気中の窒素を励起して発する微弱な蛍光を撮像する。
10 ステーション全体では関東平野のほぼ 2 倍の面積に相当する $20,000km^2$ の面積に落ちる最高エネルギー宇宙線粒子から生成される空気シャワーによる蛍光を観測する。テレスコープアレイ計画の最高エネルギー宇宙線に対する検出能力は、現在稼動中の東京大学宇宙線研究所の明野広域空気シャワー観測装置 (AGASA) の約 100 倍で世界最大の検出面積を持つ HiRes の 5 倍程度である。
装置の特性として、空気シャワーを 2 個以上の**目**で観測することにより、シャワーの特性を高い精度で知ることが出来る。すなわち空気シャワーの軸を見込む 2 方向から睨む蛍光撮像装置群に入る光の量と時間遷移から、空気シャワーの元になった一時粒子のエネルギー、到来方向を精度良く決定できる。
また、空気シャワーの縦方向発達を観測できるので、大気原子核との相互作用の違いを統計的に判断し、一次粒子の種類を同定できる。
この能力は特に大気中深く貫通した後で大気シャワーを生成するニュートリノに対して非常に明確な識別を可能にし、初めて統計的に有意な最高エネルギーニュートリノ観測装置となる。
大気透明度構成装置から射出されるレーザー光パルスの大気による散乱光強度の時間変動を空気シャワー事例毎に実観測し、大気による蛍光散乱減衰率

をリアルタイムで監視し、事例の再構成を完備なものにする。このようにテレスコープアレイによりこれまでに無い高精度で高信頼度の空気シャワー観測データを高い統計量にて取得できる。
撮像装置からの信号は、高速信号処理装置に送られて空気シャワー事例であるかどうかが判定さら、トリガーがかかった事例に対して空気シャワーを再構築するためのデータがデータ収集装置にて収集、保存される。データ前置信号装置において取得されたデータの検査や予備的な解析が行われる。蛍光撮像装置、信号処理装置による感度は適時判定し、観測量の構成と統計誤差の正しい導出が行われる。

粒子同定に有効な大気蛍光検出法だが、高エネルギー空気シャワーによる大気蛍光の信号は、エネルギーや粒子により様々な強度を持つ。そのため、空気シャワーのエネルギーをカロリメトリックな方法で測定するには広いダイナミックレンジが必要となる。
この要求されるダイナミックレンジに対応するために観測装置は非常に厳しい較正精度を要求される。
その結果、データ収集系全体でのエラーは6%以下となるように基本設計がなされる事となった。このエラーには鏡の反射やカメラ(光電子増倍管PMT)やアナログデジタルコンバータ(ADC)、更にはケーブルも含まれている。
この他にも観測装置の使用される環境が砂漠の真中にあり、アクセスが困難であり、砂などによる防塵対策が装置の保守管理を難しくさせる。

2.3 サイトマップ

テレスコープアレイ計画は大気蛍光検出法を用いるため、広大で天候が良く、大気が透明で背景光の少ない場所が要求される。現在、アメリカのユタ州の砂漠地帯を観測候補地として計画している。
観測ステーション設置選定の条件としてステレオ再構成に有効な検出面積を大きく取れる。イベント取得率の最大化のため、トリガー可能な空気シャワーまでの距離の平均30-35kmを設置間隔とする。予測が困難な大気ミー散乱による影響を低減するため周囲から数100mほど隆起した丘や山の上に建設する。視野をさえぎる障害物が無い、もしくは少ない。ノイズとなる人口光が少ない。ステーション建設可能な比較的平らな土地を有する、搬入可能な道が存在、または敷設が容易、電源ラインが存在、または敷設が容易である、等の条件が必要となる。

2.4 構造

大気蛍光望遠鏡は、直径35m、高さ9mの正20角形をした格納庫内に設置される。各望遠鏡は、格納庫外側を向けてリング状に配置し、望遠鏡前面の壁は夜間の観測時に遠隔操作で開閉する事が出来るシャッターとなる。

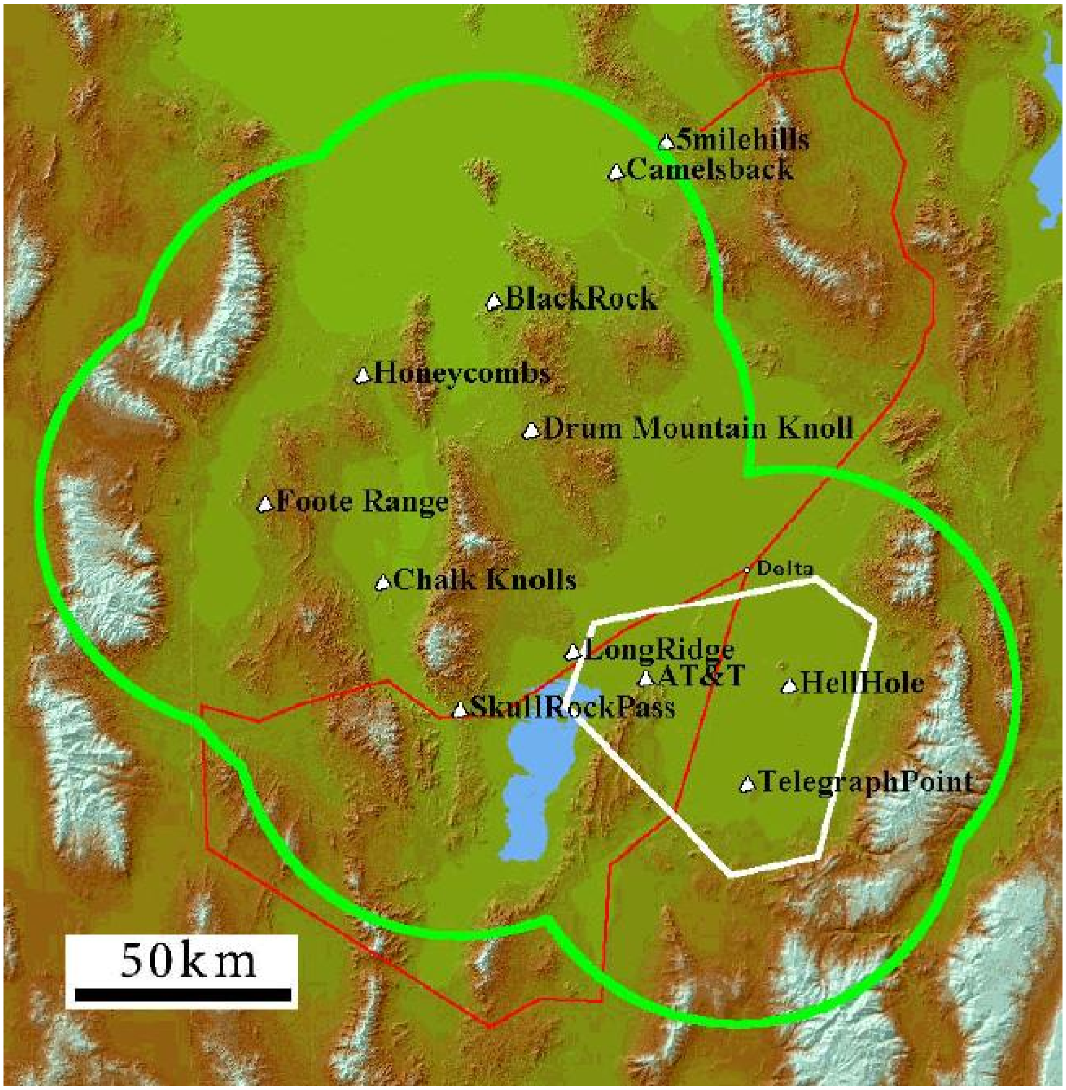


Fig. 12. サイトマップ
テレスコープアレイ実験が行われるユタ砂漠の地図
図中上部の 5milehill には HiRes グループが実験を行っている
右下の三角で囲まれた部分は Auger グループが将来北半球での実験時に建設を予定しているサイトである

格納庫中心部分には空調した制御室があり、信号処理装置・データ収集装置などのエレクトロニクスを設置する。この装置群から放射状に各望遠鏡に配線を行う。
格納庫の上にはレーザー発射台が取り付けられ大気透明度較正用レーザーを射出する。このレーザ発射装置は全天 2πstr 全方向に発射可能であり、大気較正をリアルタイムで行う。
各ステーションの電力消費量は 100 キロワット程度で、一般の電力線を引き込み、さらに緊急時に装置の安全を確保するための非常用発電設備をすえつける。
他にデータ収集及び望遠鏡システムの遠隔操作の為に光ファイバーのネット

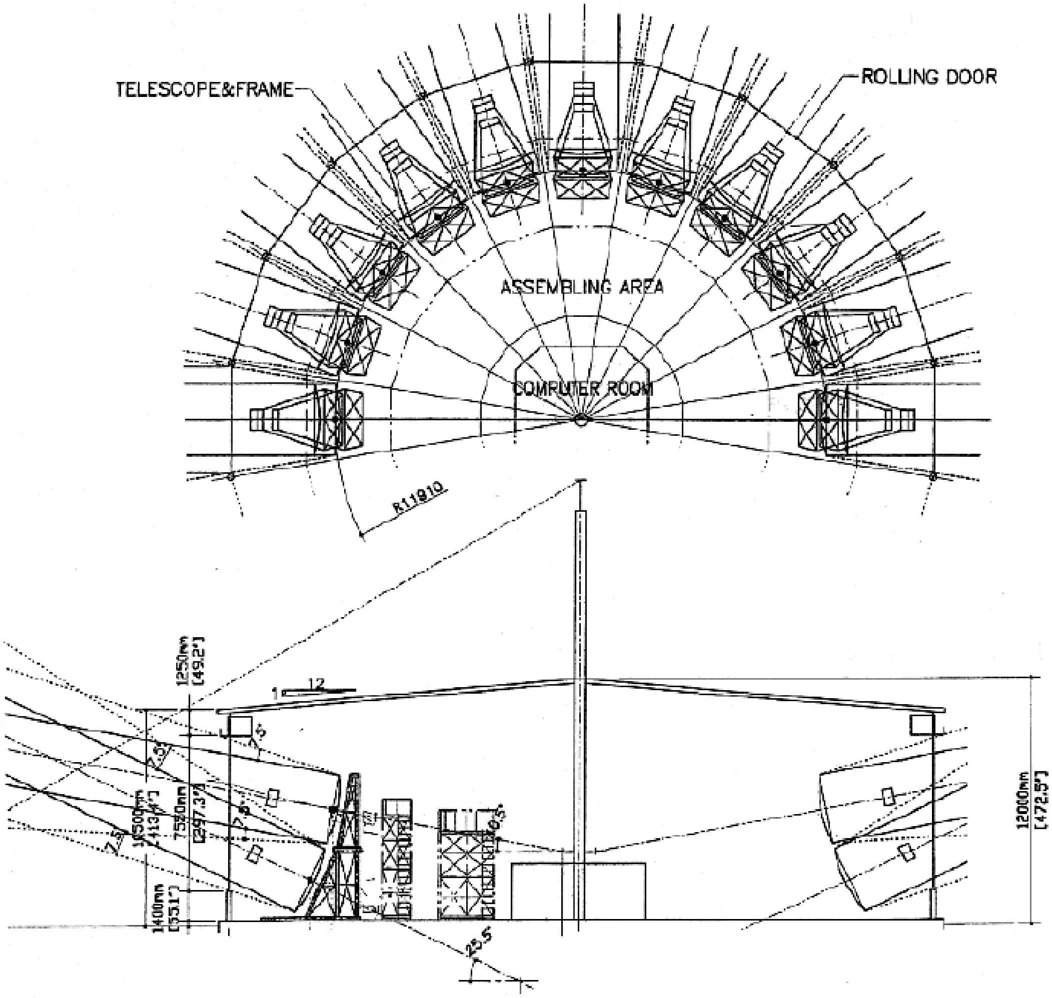


Fig. 13. 観測ステーション
上図:ステーションを真上から見た図、円の中心がコントロールルームになる
下図:ステーションの断面図、屋根の高さは 7.5m で 3 階建てのビル程度

ワークを用いる。
このステーションは砂漠地帯に設置され、お互いに数十 km 離れた多数の望遠鏡システムを安定に運用し、信頼度のあるデータを得るために、観測ステーションの遠隔管理・遠隔監視が非常に重要である。全観測ステーションは光ファイバーによるネットワーク及び衛星電話回線で結ばれ、このうちアクセスの比較的良好な 1 ステーションを宇宙線望遠鏡の運用管理センターとし、ここから全ステーションを集中管理する。
各ステーションの温湿度やシャッターの開閉状態、格納庫内の明るさなどは、専用の環境も似たーシステムで監視し、ネットワーク経由で運用管理センターで管理する。電気系統やエレクトロニクスの動作状況のモニター、監視カメラによる格納庫内外の安全管理なども同様に行う。
同時に、人工衛星からの気象画像や赤外線モニタを用いて気象データも運用管理センターで受信・記録する。

2.5 光学システム

2.5.1 望遠鏡

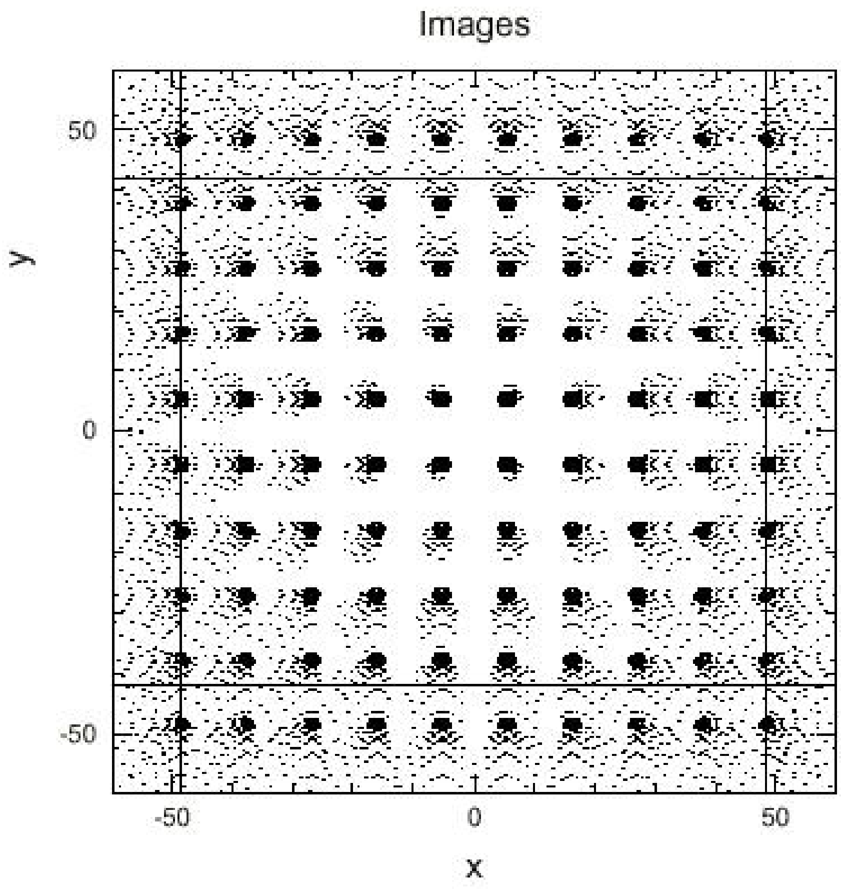
Fig. 14. 望遠鏡

川崎造船で製造された望遠鏡のプロトタイプである。反射望遠鏡で撮像カメラ部は左側の黒箱の中に納められる。

Telescope	
Diameter	3.3m
Total Mirror Area	$6.9\mathrm{m}^2$
Focal Length	2960mm
Mirror Optics	spherical
Field of View	18° horizontal $\times$ 15.5° vertical
Max. Wind velocity for Operation	15m/sec
Number of Segmented Mirrors	18
Segment Mirror	
Shape and Dimension	hexagonal, 660mm between opposing edges
Mirror Area	$0.377\mathrm{m}^2$
Radius of Curvature	6067 $\pm$40mm
Spot Size	$\leq$10mm in diameter
Base Material	Tempax glass, 10.5mm thich
Mirror Coating	aluminum
Surface Protection	anodization; Al_2O_3, $\sim$ 50nm
Reflectivity	$\geq$88% at 350nm
Weight	10.7Kg

Table 1
Design parameters of TA telescope

テレスコープアレイの望遠鏡は反射望遠鏡で鏡面は 18 枚の正 6 角形で対角 700mm の球面セグメント鏡をつなぎ合わせて 3300ϕ の球面鏡を構成している。反射鏡は各 18 枚の鏡に並行光線を入射させた際に、光電子増倍管で較正されたカメラ面で焦点を結ぶように調節するされている。ただし、反射鏡中心部分は反射鏡光学的中心を較正するシステムと光電子増倍管較正用 Xe Flasher が組み込まれるため鏡はついていない。
この鏡較正システムにより並行光が望遠鏡に入射した際に得られるスポットサイズの大部分はは 30mm の中に収まる。(Fig.15)
この望遠鏡が縦に 2 段重ねに連なり上段の望遠鏡が立体角 $3^o - 18.5^o$、下段の望遠鏡が立体角 $18.5^o - 34^o$ 方向の視野をカバーする。また、方位角方向には各望遠鏡が 18^o ずつカバーしている。



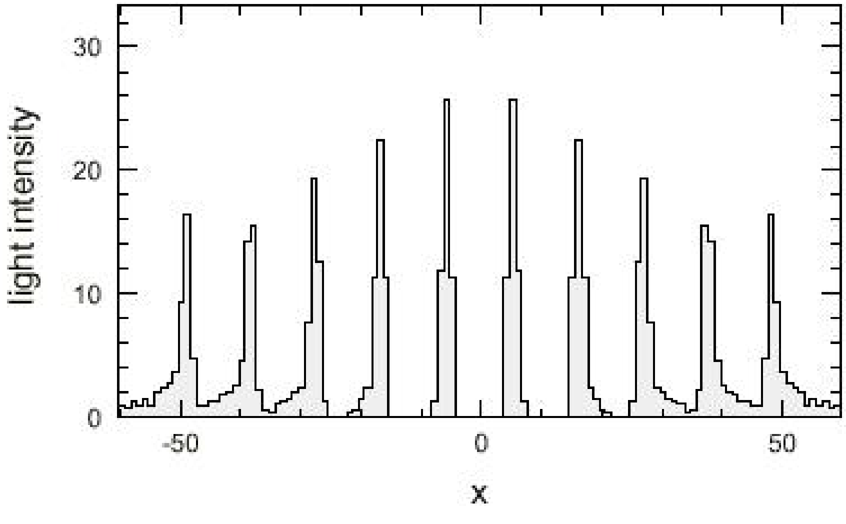


Fig. 15. 望遠鏡の結像 (シュミレーション)
点の位置からのずれが望遠鏡のコマ収差を示す

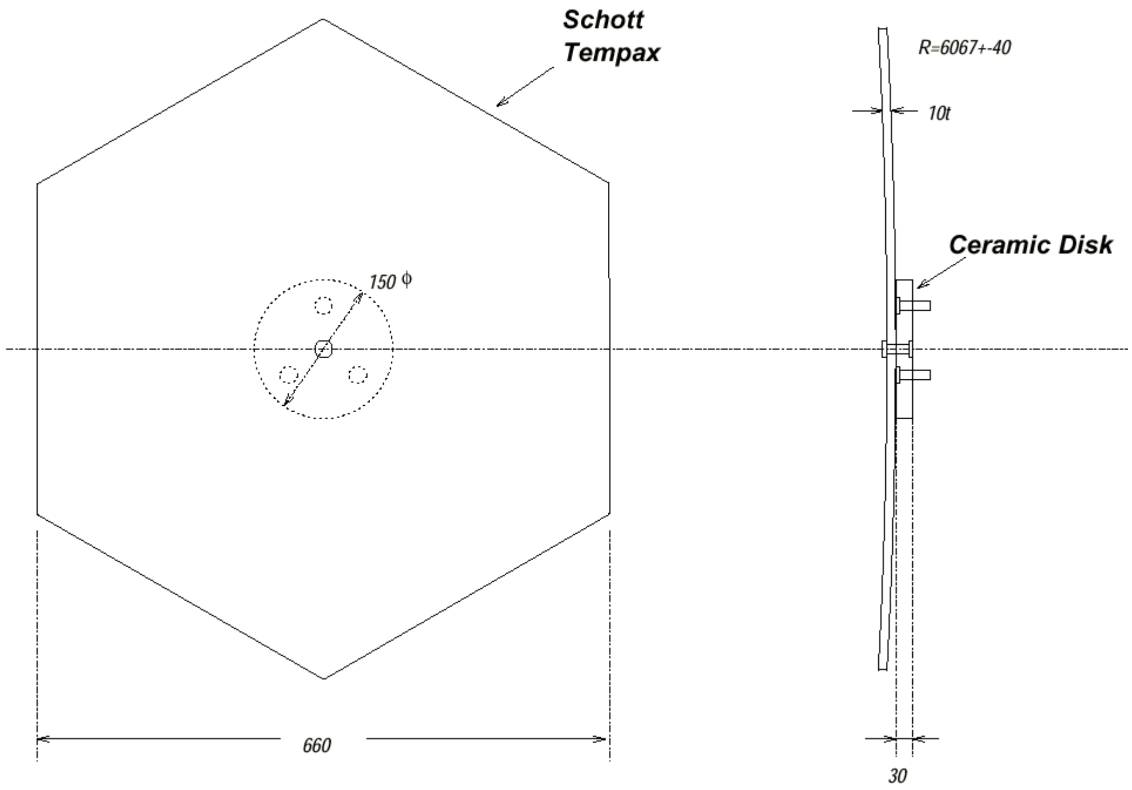


Fig. 16. 反射鏡

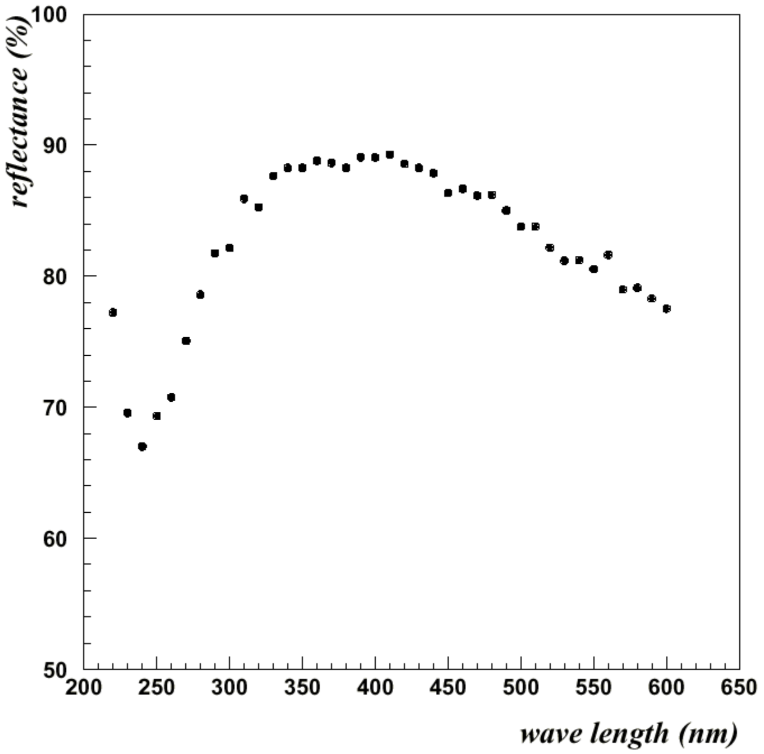


Fig. 17. 反射鏡の反射率

2.5.2 反射鏡

セグメント鏡(Fig.16)は厚さ10.5mmのTempaxガラスによって作られ、陶器の押型乾板の上で温度制御された電気の乾燥器の中で、平らなガラスを熱することによって球面鏡として形づくられる。
鏡界面は、真空蒸着によって生産された厚い20 nmアルミニウムでおおわれている。それから、40 nmの厚さをもつAl_2O_3結晶の堅固な保護界面は、水酸化アンモニウム、酒石酸とエチレングリコールを含んでいる溶液の中で生産される。
完成した鏡の波長による反射率の特性は、Fig.17の中で示される。その反射率は330nmから450nmの間で88%以上を維持している。このカーブは陽極処理の厚さによってそのピーク波長を350nmにできるように調節されている。
陽極処理を行われた界面は非常に安定している。その反射率の劣化はFly's EyeやUtah Seven Telescopesグループの経験から約1%/年である。

2.5.3 カメラシステム

一組のカメラボックスには16×16配列に並んだ256個の六角形の光電子増倍管(Hamamatsu R6234)によって構成されている。一つの光電子増倍管は$1°\times1°$の角度の視野をカバーしている。
PMTの前面には夜光ノイズをカットするために6mmの紫外光透過フィルター(BG3)が取りつけられ、また、光電子増倍管の無感応部をカバーするための反射板(ライトガイド)も取りつけられる。
この光電子増倍管増倍率の出力変動の較正及び監視は小さくパワーラインを必要としないYAP($YAlO_3$:Ce-^{241}Am)パルサーや同時に全光電子増倍管に光を照射できるXeフラッシャーによって行われる。

2.6 高電圧供給装置

光電子増倍管は浜松ホトニクスによって生産直後に増倍率を調べられているが、温度や長期に及ぶ観測の結果出力は変動する。その際に増倍率の統計的な誤差を生まないようにテレスコープアレイ計画では毎日の観測の毎にPMTに印加する高電圧を再構築する。
絶対的利得モニターとして紫外光LEDとYAPパルサーを用いたを用いたコーススキャン(3.2.1)によってを行いその際の目的利得からのずれと利得の高電圧特性から高電圧のデータを新しく作成し利得の変動を最小限に抑える。
この装置はコンピュータ制御により14ビット(0.2V刻み)で高電圧の設定、現状のモニタが可能である。これにより、オンラインでのフロントエンド回路でのバックグランド、およびゲインモニターと連動しながら、チャンネル

ごとの自動制御が可能になる。

Fig. 18. 高電圧電源

2.7 光電子増倍管

テレスコープアレイで用いられる光電子増倍管は浜松ホトニクス製 R6234 であり、この PMT は口径 2 インチで六角形の光電面を持ち硼珪酸ガラスの窓が取りつけられている。
典型的な量子効率の効果を Fig.19 に示す。また PMT の特性は Table.2 に示す。

テレスコープアレイ計画の光検出器として用いられている光電子増倍管 (PMT) は、浜松ホトニクス社 [11] において量産されている R6231 円筒型光電子増倍管 (口径 2 インチ) をテレスコープアレイ計画用に六角形にリメイクしたものである。(Fig.20)
光カソード面はバイアルカリ (Sb-K-Cs) が用いられており、丁度、窒素の蛍光の波長 (=350nm) に感度が強くあり、Fig.19 に見られるように窒素の蛍光波長領域での量子効率は 24%程度である。この PMT は安価なボックス型のダイノードが使われている。そのために光の入射点による増倍率の特性が現れやすい。また受光面が六角形をしているが、元の PMT の形状が丸型のため増倍率のユニフォーミティは円形に中心から直径 20mm 程度しかない。

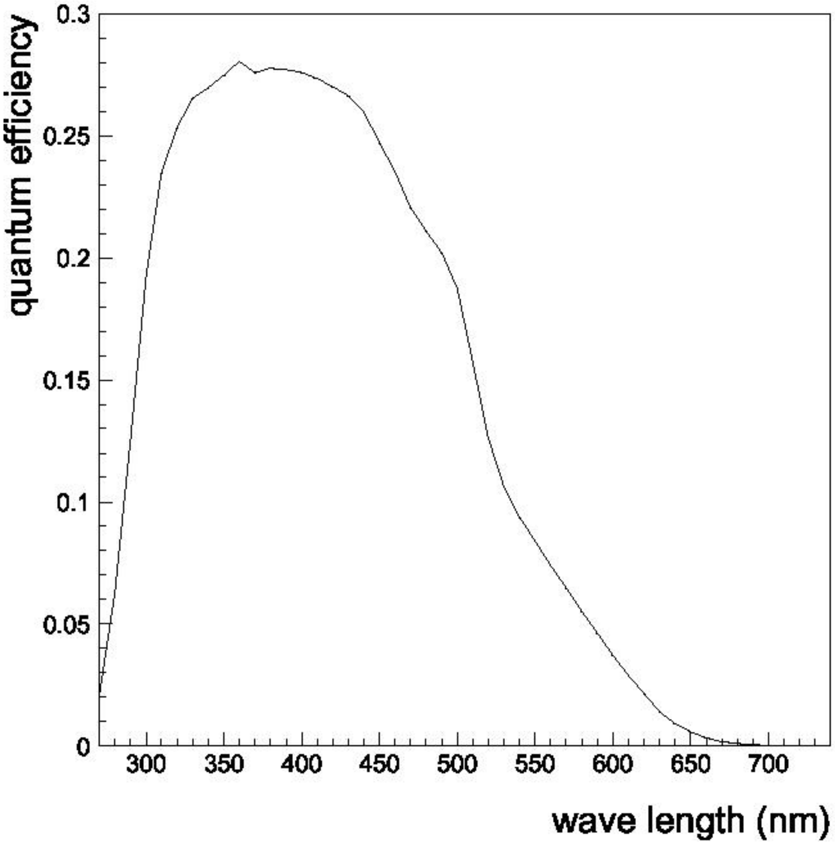


Fig. 19. 波長 vs 量子効率

Shape and Dimension	hexagonal, 60mm diagonal
Dynode Structure	box-line focus
Number of Dynodes	8
Quantum Efficiency (max.)	30%
Gain (typ.)	2.7×10^5@1000V
Anode Dark Current (typ.)	2nA
Anode Dark Current (max.)	20nA
Rise Time	6.0ns
Transit Time	52ns

Table 2
Character of the Hamamatsu R6234

(Fig.22))
Fig.21 は光電子増倍管のブリダー回路である。下段の増幅部は大きなシグナルが入射した際に電流が大量に流れ、電圧降下を引き起こすのを防ぐためにコンデンサーと電圧降下型ダイオードが用いられている。また、この PMT はシグナルに対する応答時間を良くするためにカソードと初段ダイノードの間に集電子用メッシュ板を挿入してある。

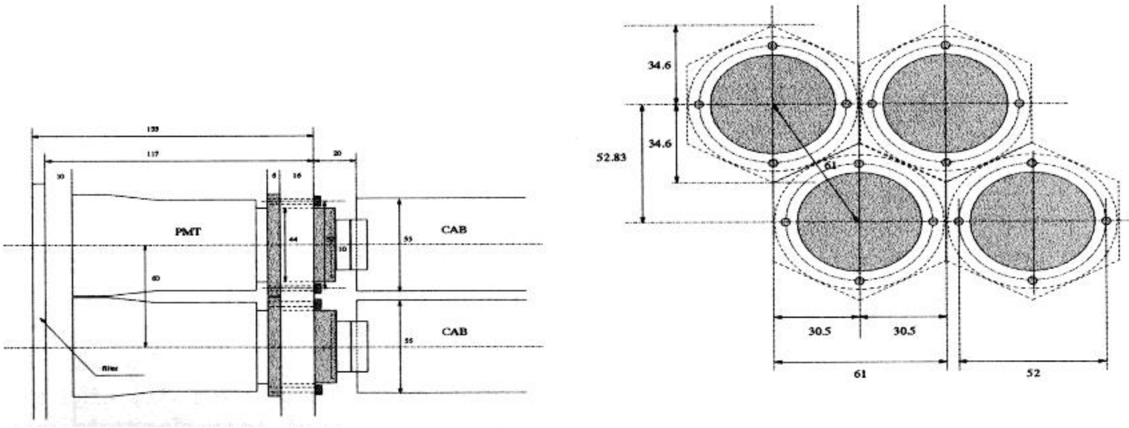


Fig. 20. R6234:外形

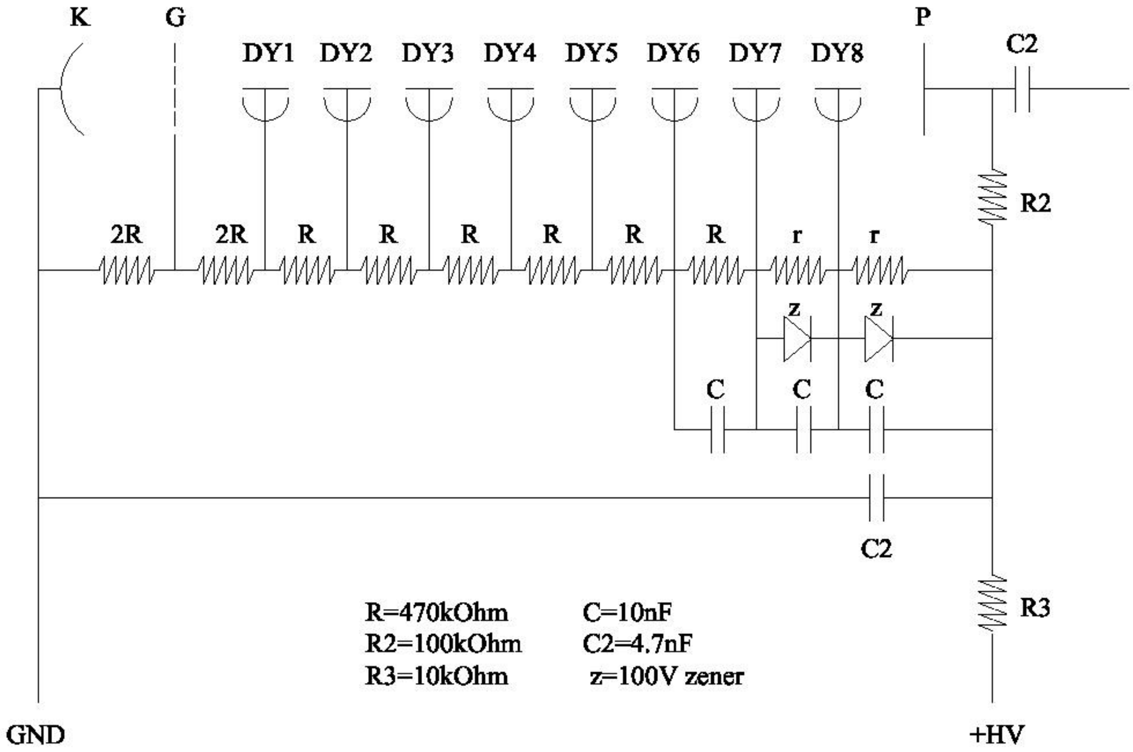


Fig. 21. R6234:ダイノード

2.7.1 データ収集・前置処理システム

Fig.23 は現在宇宙線研究所及び明野観測所においてテストが行われている CSI や DSP によって作られたアナログデジタルコンバータである。この装置はシグナルファインダーと呼ばれ、本論文のシステムもこの装置を用いてデータ収集がなされている。
このボードは VME に規格化されていて一枚のボードで 16ch のシグナルを読み取る事が出来る。アナログデータは全て 200ns 毎のデジタルデータに変換された上で記憶され、そのデータを基にソフトウェア上でイベントトリガー

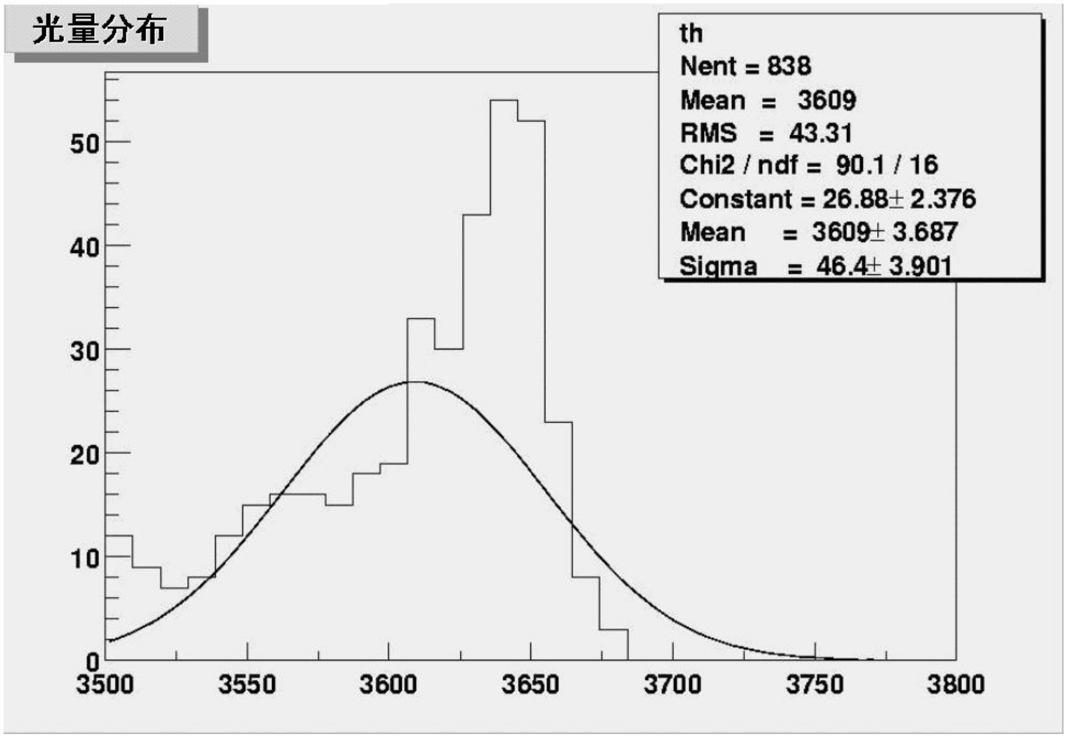


Fig. 22. 直径 vs 増倍率分布分布

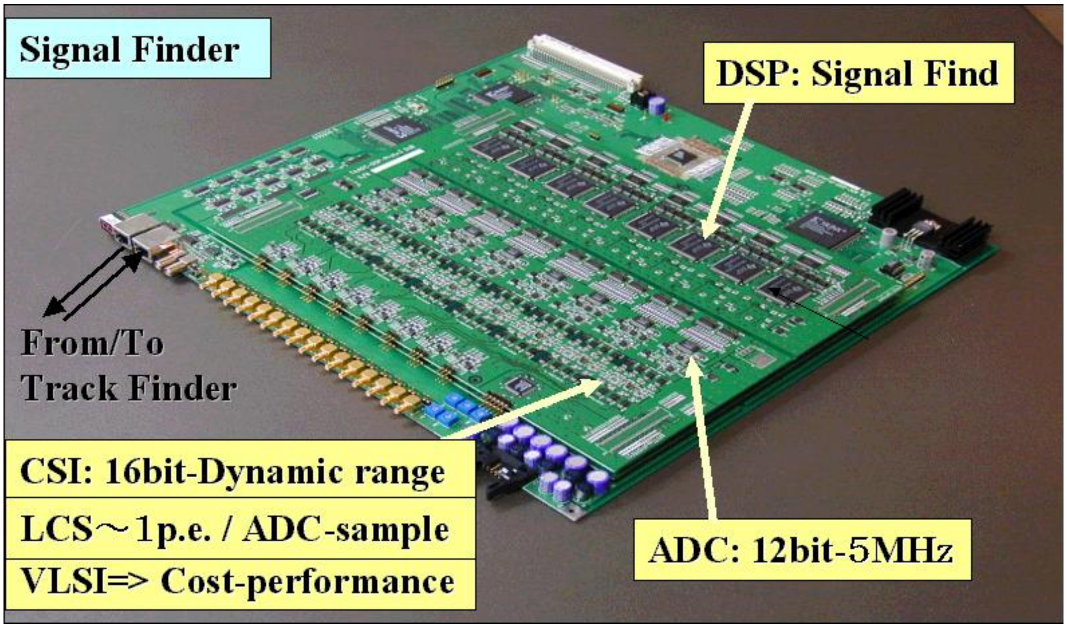


Fig. 23. シグナルファインダー

及び電荷の計算を行う。
このボードには外部クロック用のインターフェイスを備えつけており、ボードの枚数が 16 枚までお互いを ID で識別しイベントトリガーの同期を行う事が可能である。
この装置は非常に制度良く作られ、チャンネル毎のバックグラウンドレベル

のふらつきは 2ADC カウント以下に抑えられている。

3 カメラ較正システム

3.1 較正目的

最高エネルギー宇宙線空気シャワーの観測には紫外領域に強い感度を持ち、また微弱な光信号に対してのセンスも要求される。
この宇宙線イベントを正確に捉えるためには多くの目を用いて見ることが非常に有効になるが、10 万チャンネルにも及ぶ多数の光電子増倍管それぞれに異なった感度特性を持つため神経質に較正を行う事が必要になる。
さらに粒子同定に有効な大気蛍光検出法だが、高エネルギー空気シャワーによる大気蛍光の信号は、エネルギーや粒子により様々な強度を持つ。そのため、空気シャワーのエネルギーをカロリメトリックな方法で測定するには広いダイナミックレンジが必要となる。 この要求されるダイナミックレンジに対応するために観測装置は非常に厳しい較正精度を要求される。この要求されるエネルギー決定精度としては 10^{20}eV 程度の宇宙線のモンテカルロ精度 $\frac{\Delta E}{E} = 6\%$ より十分に小さくなければならない。
その結果、データ収集系全体でのエラーは 6%以下となるように基本設計がなされる事となった。このエラーには鏡の反射やカメラ (光電子増倍管PMT) やアナログデジタルコンバータ (ADC)、更にはケーブルも含まれている。
この他にも観測装置の使用される環境が砂漠の真中にあり、アクセスが困難であり、砂などによる防塵対策が装置の保守管理を難しくさせる。

3.2 較正概念

TA で用いる撮像装置は 3m 鏡一台あたり六角形の光電子増倍管 (PMT) が $256ch(16 \times 16)$ あり、砂漠に設置されるため、常にオンラインで増倍率をモニタしつづけなければならない。
この目的を達成するためには非常に安定かつ正確なカメラ較正システムが必要とされる。また、カメラは波長領域に応じて光に対する感度が変わってくるため大気蛍光に近い波長領域の光で較正することが重要となる。
$YAlO_3$:Ce+^{241}Am パルサーを高速にかつ正確な位置まで駆動する二次元走査ステージ (XY ステージ) を開発した。屋外での駆動を想定し、砂塵などを噛むようなネジ式のギア等は用いず、ペンプロッターなどに使用される双方向のワイヤーをステップモータ 2 個にて駆動し、パルサーを乗せたステージを任意の二次元上の位置に動かせるよう設計している。また、1m×1m のカメラ面において細密なスキャンを行うため駆動精度も要求される。
この他にも XY ステージは量産時を考え 256ch のカメラ一台に XY 較正システムを 1 台 10 万円で製作するという課題も科される。

3.2.1 コーススキャン

XY Stage を用いた較正システムである。光源には YAP($YAlO_3$:Ce$-^{241}$Am Light Pulser) を用い光源を光電子増倍管光電面の中心部に二次元に移動させ 38 度の広がりで PMT にピーク 370nm の紫外光を照射する。
この YAP 光源は温度にのみ依存し光量を変化させるため絶対光量を同定することが出来、この特性から PMT の増倍率 ($Gain$) を最終的に決定することが可能である。
またこのスキャンは短時間で行えるため得られた PMT の Gain データから高圧電源 (HV) を調節し、さらにこのコーススキャンと高圧電源調整を繰り返すことにより PMT ごとの増倍率のばらつきを小さくすることが出来る。
コーススキャンは宇宙線観測実験の直前直後に行われ高電圧調整システムと連動して高電圧を精度良く設定し宇宙線のエネルギー決定精度を向上させる。

3.2.2 ファインスキャン

コーススキャンと同様に XY ステージを用いて光源を光電面上をスライドさせて較正を行うシステムである。光源には紫外光 LED(波長 370nm) を用い光源を PMT 上面を這う様に二次元に移動させカメラの出力分布をきめ細かく調べる。[2]
これによって得られるデータよりライトガイドを含めた光学的に問題のある点 (ギャップなど) が無いか調べ、同時にカメラ光電面のユニフォーミティのテストも行う。
このスキャンは天候が観測に適さない夜に行う。なぜなら、テレスコープアレイの行われるユタ砂漠での天候は非常に良く観測に適しているが、それでも実際に観測できる時間は昼の時間を合わせて 10%程度である。そのため観測できない夜間にファインスキャンを行う事で細密なスキャンによる時間的なロスを起さない。
そのデータから劣化などで仕様に適さなくなった PMT やライトガイドを検出しデータに反映させたり、もしくはそれらの交換を行う。

3.2.3 Xe Flasher スキャン

この較正は望遠鏡駆動中に行われ、光源には Xe Flasher と呼ばれる光源を用いる。これは前 2 つの較正によって作られた増倍率分布の測定中における変動をモニタするために存在する。[10]
定期的に望遠鏡ミラー中心部から光をカメラに照射する。この際の増倍率の変動から望遠鏡駆動中の増倍率変動によるエラーを最小限に抑えることが可能となる。

テレスコープアレイ計画は広大な範囲に装置を展開するため、観測及び較正には常時人がついて行う事が出来ない。そのためシステムは全てオンラインで駆動する。また、装置の調整も度々行う事は非常に困難である。また、気温や砂などシステムは外的要因に対しても対応できなければならない。
そのため、システムは温度などの影響に対しても配慮がなされている。具体的にはワイヤを張るためのテンショナーであるが、テンショナーはねじで締め上げるタイプが一般的である。しかし、野外で用いる本システムにおいては気温の大きな変動によってワイヤにたわみが生じる可能性がたかい。この影響を回避するためにテンショナーはバネを用いて温度が変動しても張力に大きな変動が及ばないように配慮した。
この他にも防塵防水にはモータ及び配線部の完全防水を施し、レールも粉塵にもっとも強いと考えられるローラー式にした。
また解析中の増倍率変動モニタとして Xe フラッシャーを用い、定期的にカメラ面の増倍率分布の変動を追いつづける。Fig.3.3 は今回作成したプロトタ

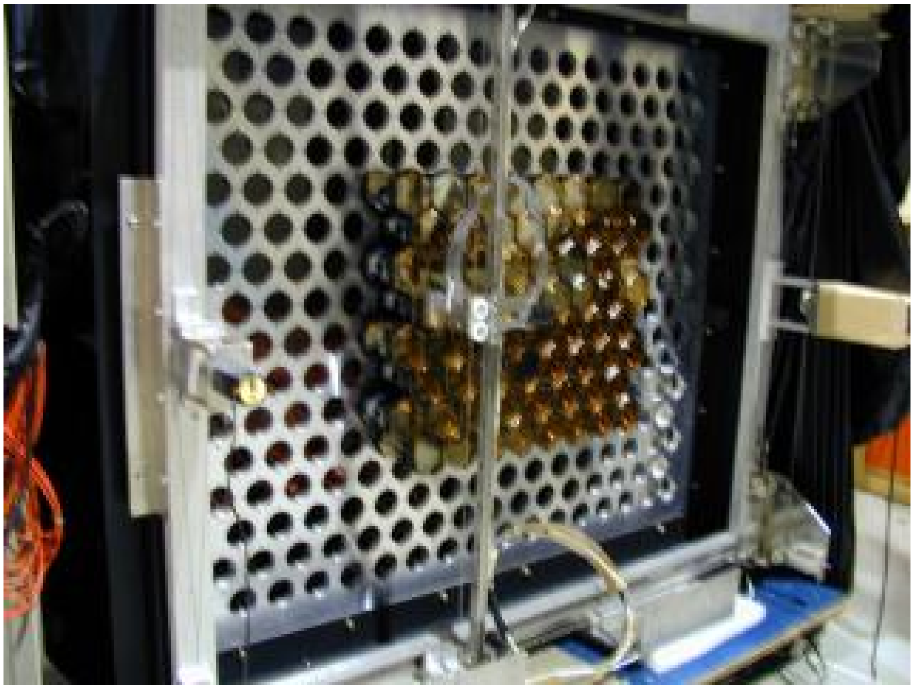


Fig. 24. XY ステージ

イプのテレスコープアレイ計画カメラ較正装置**XY ステージ**である。本修士論文ではこのプロトタイプを中心に性能テストを行った。この装置はペンプロッターをモデルとしワイヤを用いて光源マウント用ステージを制御した。ペンプロッターで実績のある滑車を用いて制御を行う事によりモータにかかる負荷をできるだけ小さく、安価に量産できるように設計した
XY ステージは PMT カメラボックスのフレーム外側に取り付けられ、XY ステージ上下に取り付けられた X 軸のレール上を Y 軸のレールが X 軸方向にスライドする。光源は Y 軸上に取りつけられたステージ上にマウントされ

る。

3.4 装置制御とデータ取得手順

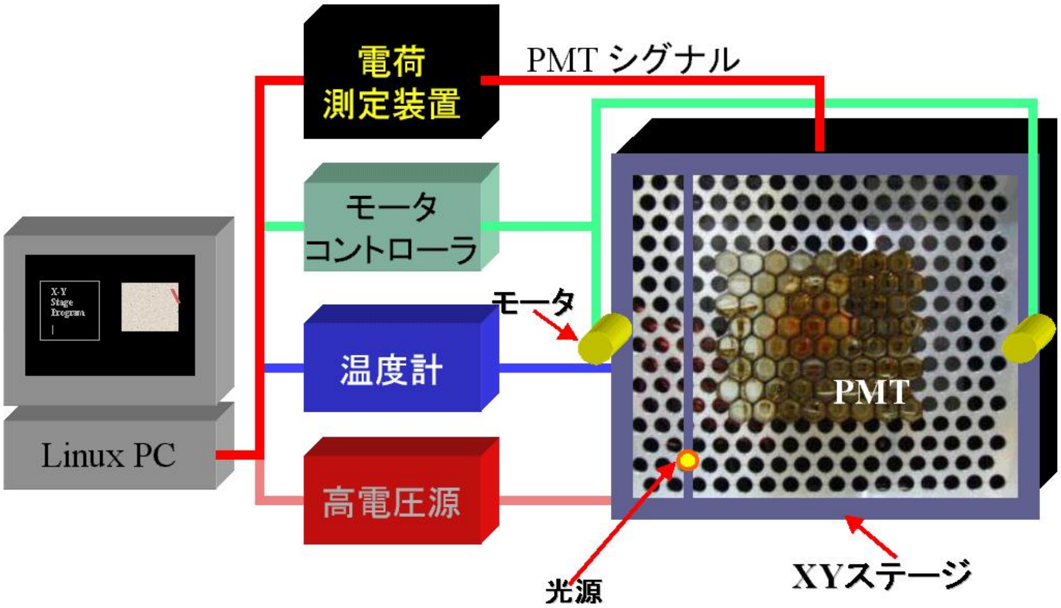


Fig. 25. データフロー

較正スキームは非常に明快である。同じ光源がカメラ光電面上をスライドするため光学上の入射角度などの問題は非常に小さい。光量の分かっている光源を XY ステージの二次元走査により任意の点に持って行きそのポイントにおける出力をシグナルファインダー (電荷積分器) を用いてデジタルデータとする。この際の光電面の温度データも同時に習得し温度による補正も常に行われる。

3.4.1 二次元走査

XY ステージの二次元走査にはステッピングモータ (オリエンタルモータ社製トルク比 1:30) を用いて行った。モータ制御には Linux から GPIB 経由でシグマ光機の二軸用モータ制御ボードを使用し、パルス数を 1 パルス刻みで駆動した。
XY ステージの上下のフレームには平行なレールが引かれ、その上を縦方向にレールが走っている。この縦方向のレールが上下横向きに設置されたレールの上をスライドすることによって X 軸方向への光源の移動を制御する。
また縦方向に設置されたレールにより光源は Y 軸方向にも制御される。

3.5 光源と光学

3.6 $YAlO_3$:Ce-^{241}Am Pulser

大気蛍光撮像装置の較正の為に新しく開発された 500Bq の ^{241}Am(5.5MeV の α 線) をエネルギー源とするシンチレータ $YAlO_3$ の特性について調べ、その結果この光源は光電子増倍管の較正に適しているということが判明した。
$YAlO_3$:Ce-Am パルサーの光出力はシンチレータの温度特性 (少なくとも-30°C から+50°C の範囲において) によって変化する。-10°C 以下の領域では約 1%/°C、+10°C 以上の領域では約 $-0.38\%/°C$ の温度計数を有する。
また、このパルサーは高範囲に光量を分布し、異方性と個性を併せ持っていた。このパルサーの波高は約 7,000photons/decay あり、昔から良く知られている 50Bq の ^{241}Am を用いて作られた $YAlO_3$ パルサーの光量約 12,000photons/decay に比べて少なく、FWHM は 6.8%(50Bq:5.2%) となり広がりを見た。
このパルサーは光量を変化させることは出来ないが、温度にだけ依存し安定した光量を供給してくれるため一定光量による光電子増倍管の較正を行うことが出来る。

3.6.1 *YAP* とは

$YAlO_3$:Ce-^{241}Am(YAP) はアルミナ結晶 (Al_2O_3) の Alがひとつ Y(Yttrium) に置き換わったものである。Yttrium は ^{241}Americium の α 崩壊によって最外殻電子が励起され半減期 13-17ns で基底状態に遷移する。この際に発光した光で Cerium が励起され半減期 27ns で基底状態に遷移し、この発光のピーク波長が 370ns である。
この光は全方向に発光されるためそれをミラーによって前方に出来るだけ光量がもたらされるように作成されたのが今回実験に用いたパルサーである。形状は Fig.26 のようになっており、直径 12mm 厚さ 4mm、中心部に Amが分布している。
現在アメリシウムの容量が 50Bq の YAP パルサーは多くの研究領域で利用されている。Telescope Array (TA) では光電子増倍管 (PMT) の較正に用いられる。この研究はは最高エネルギー宇宙線を大気の蛍光を用いて測定する研究である。これには安定かつエネルギー精度の高い利得監視を必要とし、YAP パルサーは大気蛍光検出器のエネルギー精度の高い測定を成し遂げるために非常に重要な地位を占める。
YAP の光出力は Telescope Array における装置のゲート幅が 200ns に比べて十分に幅は狭く、光量が半値幅 (4.6%) と安定、波長領域も 370nm にピークを持ち宇宙線イベントによる大気蛍光の波長に非常に良く似ている。ただし、多くの検出器を較正するため 50Bq の YAP では較正に時間がかかる。そのため新しく 500Bq の YAP パルサーが開発された。これについての特性はまだほとんど知られていない。

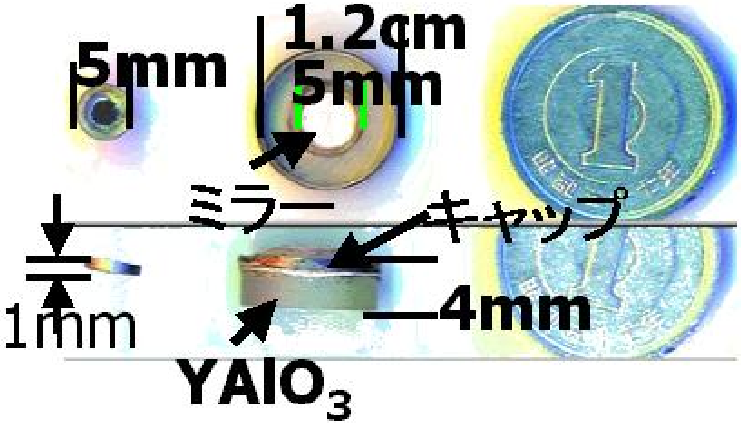


Fig. 26. YAP パルサー

3.6.2 Telescope Array における *YAP* パルサーの動作方法 *(Calibration System)*

YAP による光電子増倍管の較正システムとして四角い箱にぎっしりと並んだ光電子増倍管の上を YAP がスライドし、その際の各ポイントにおける増倍率をモニターすることで光電子増倍管の二次元 (X-Y 平面) 増倍率地図を作成する。
PMTs の直ぐ近くに YAP をスライドさせるのは光量が距離の 2 乗で減衰してしまうため減衰を最小限に抑え分解能を良くするためである。また光量の広がりを抑えるため YAP の光出力はコリメータによって抑制される。
YAP の駆動にはモーターを使用し位置決定精度を正確に求められるように設計されている。これにより YAP の位置とその際の光電子増倍管の出力の相関を見ることが可能になる。

3.6.3 発光とシンチレーション特性 *(Luminescence and scintillation properties)*

YAP のシンチレーション発光特性は小林先生他 [1] によって細かく研究されている。そして、これらの研究を次のように要約することが出来る。
YAP は主な励起波長として λ=370nm でピーク、青 (もしくは緑) の範囲に短調な発光帯を持つ。
YAP の光パルスの時間幅は 13-17ns の間で充分に短い発光を展開する。
その放射スペクトルが、Ce^{3+} の遷移の為に用いられる。他の色々な発光帯は無に等しいことが判っている。
Ce イオンがイットリウム (Y) と置き換えることにより主要な λ=370nm で発光は起こる。
我々の用いたパルサーの形状は 12mm の直径 4mm の厚みを持つ。このYAP パルサーを増倍率の良くわかった光電子増倍管にオプティカルグリス (OKEN6262A) を用いてマウントして電荷チャージ式アナログデジタルコンバータ (ADC) を用いて光量を測定した。その結果各 YAP は約 7000-

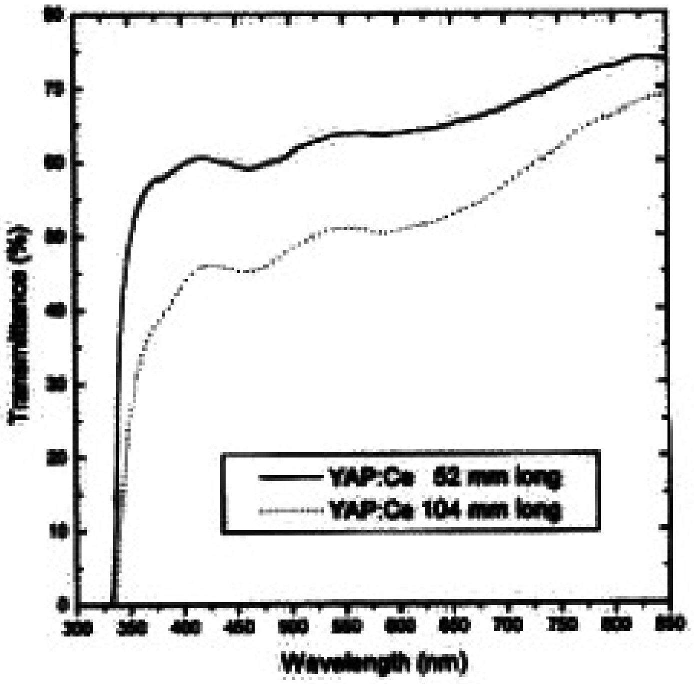


Fig. 27. Luminescence

8000Photons/Decay の光量を持ち、FWHM は約 4.6%であった。(Fig.28) に示す表は YAP の光量とその広がりである。[7]
table.3.6.3 はシンチレータの特性表である。

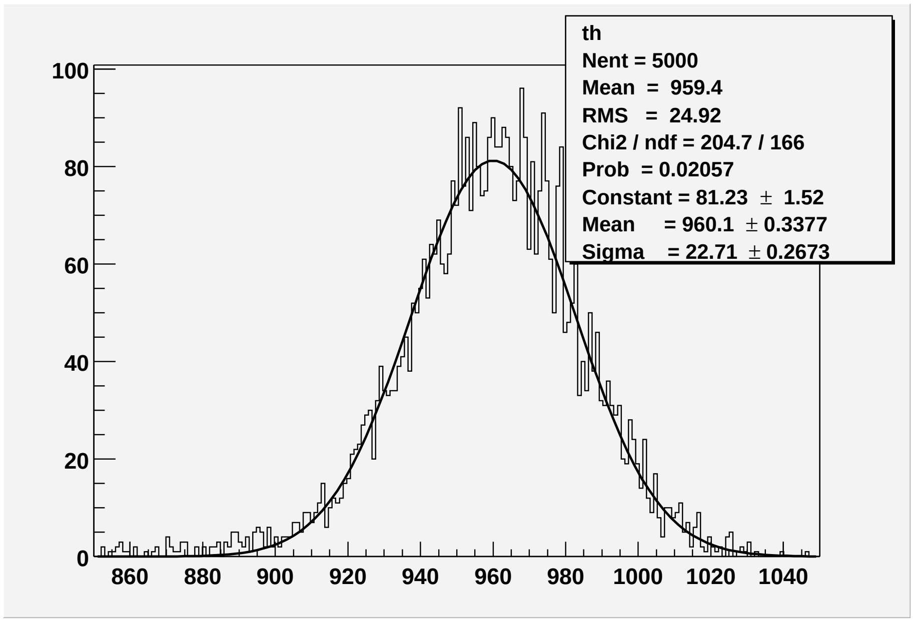


Fig. 28. ADC Counts for YAP:Ce-^{241}Am

Table 3
Performance

Properties	Scintillationg crystals				
	NaI(Tl)	BGO	CsI(Na)	YAP:Ce	LSO:Ce
Chemical formula	NaI	$Be_4Ge_3O_{12}$	CsI	$YAlO_3$	$Lu_2(SiO_4)O$
Density(g/cm^3)	3.67	7.13	4.51	5.37	7.40
Hygroscopicity	Yes	No	Slight	No	No
Refraction index	1.85	2.15	1.84	1.93	1.82
λ_{max} (nm)	410	480	420	370	420
Decay time (ns)	250	300	630	27	40

3.6.4 角度分布 *(Angle Distribution)*

YAP パルサーを用いて光電子増倍管を大量に較正するには一つの光電子増倍管の光量測定のように直接マウントすることは出来ない。そのため、光電子増倍管の上面をスライドするような方式で行う。このさいの較正には YAP の見込む角度による光量の変位を考慮しなければならない。
そのためにスリットを用いて YAP の正面から角度 θ 方向に飛び出した光を光電子増倍管で測定した。測定は YAP の中心を横切る形で一つ測定し、それに垂直な軸にも一つデータをスキャンした。
測定には Fig.3 の装置を用いて行った。YAP を精度 0.1 度の回転ステージに乗せ 5 度刻みで回転させその際の光量をスリットを通して光量測定を行った。この際のトリガーシグナルは別の PMT を YAP の良く見える位置に配置しそのシグナルをトリガーとした。このことにより測定に用いるスリットを測定限界まで小さくしてもイベントレートが下がらず、更に角度決定精度も格段に向上した。
データは測定用 PMT に single photo-electron が入るか入らないか程度まで減光されたイベントである。これによって得られたアナログデータを電荷式アナログデジタルコンバータを用いて数値化しその数字を足し合わせたものを結果として用いる。この結果は角度 θ 方向の光量と正比例で結びつくのでこの結果を角度 θ における光量と考えることが出来る。
その結果、YAP は広範囲に光量を分布し、その光量は異方性を持つというものであった。このことから、YAP を光電子増倍管の較正光源として用いるには $\theta \leq 20(deg)$ 程度にコリメートして用いる必要がある。

3.6.5 温度依存 *(Temperature Dependence)*

YAP には 0.39%/K の温度計数がある我々の用いている YAP パルサーではどのような温度計数示すか調べた。この測定により YAP の温度をモニターすることで野外における温度変化に対応した光量を算出することが可能になる。
測定には暗箱の内部に PMT が有り、光電面から 5mm 離れた所にポリエチレ

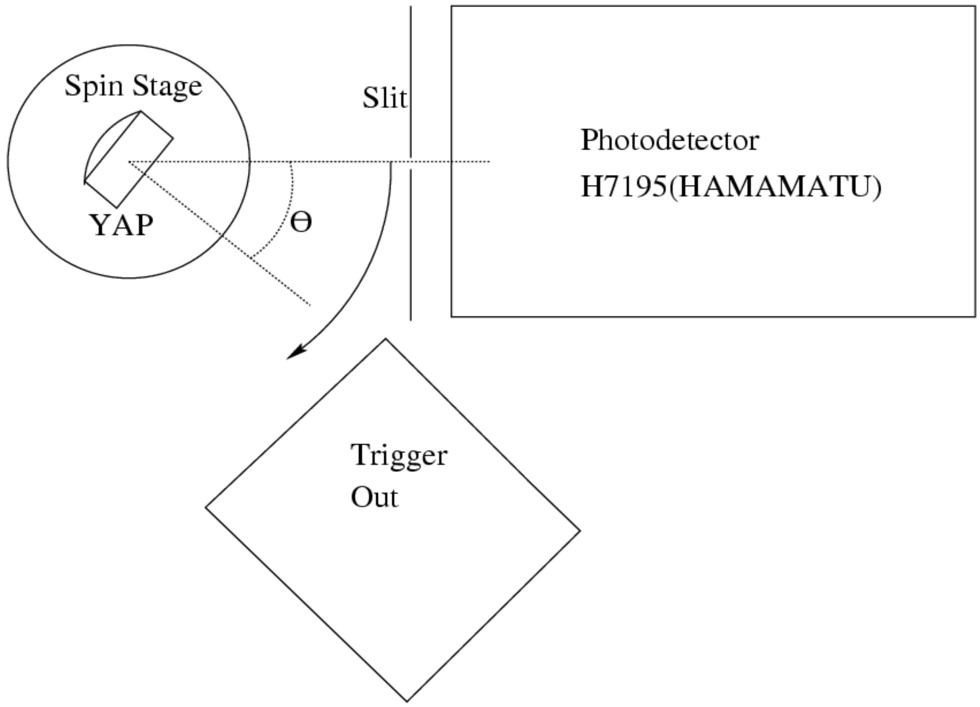


Fig. 29. Spin Stage

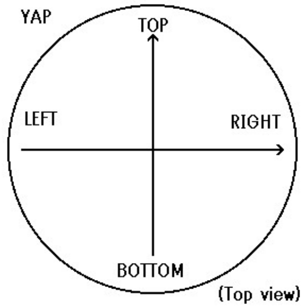


Fig. 30. TOP VIEW

ンで正面以外を覆われた YAP が配置される。ポリエチレンは熱伝導が YAP と似ていて YAP 全体を一定の温度にするために用いた。そしてポリエチレンの後部にアルミ棒をグリスを用いて接続し、アルミ棒の逆端を暗箱の外部引き出し熱源と接続する、そこからアルミ棒を伝って熱が YAP に届く。
この時の温度をサーミスタでモニターし同時に PMT で光量を測定する。PMT にも約 0.5%/K 程度の温度係数を有するので PMT の温度も同時にモニターし光量に反映させる。この時の PMT の温度変化は YAP のそれに対して 10%にも達しない。
その結果、温度計数は約 0.38%/K(Temperature＞280K,Temperature＜320K) となった。また低温域での温度計数は大きく約 1%/K 程度存在することも判明した。このことから、実際に PMTs を較正する際には YAP を過熱し 20 度前後の温度に保ち且つ温度をモニターすることで他の光源と比べて類を見ないほど安定した光量とイベントを供給することが可能である。

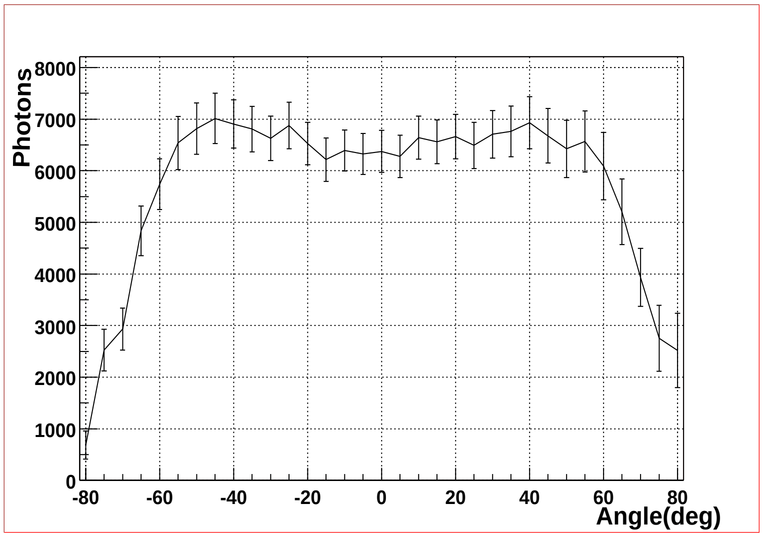


Fig. 31. X Distribution

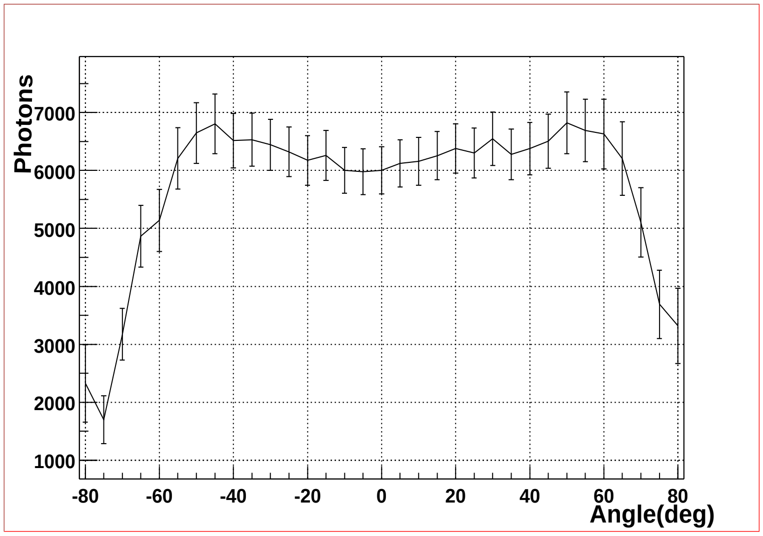


Fig. 32. Y Distribution

4 データ

4.1 コーススキャン

このシステムでは光源として YAP パルサーを用い、YAP パルサーを光電子増倍管 (PMT) 中心に 10mmϕ のスポットサイズで照射し、PMT の増倍率を求め、PMT の利得分布が目的の利得と等しくなるように高電圧値が設定される。この測定は YAP 光源が XY ステージによって PMT カメラ光電面上をスライドし全く同一の光を各 PMT に照射する。これによりすべての PMT に同一のかつ光量のわかっている光源によって較正が可能になり、非常に制度良く増倍率を揃えることが可能になる。また、この操作は繰り返し行なわ

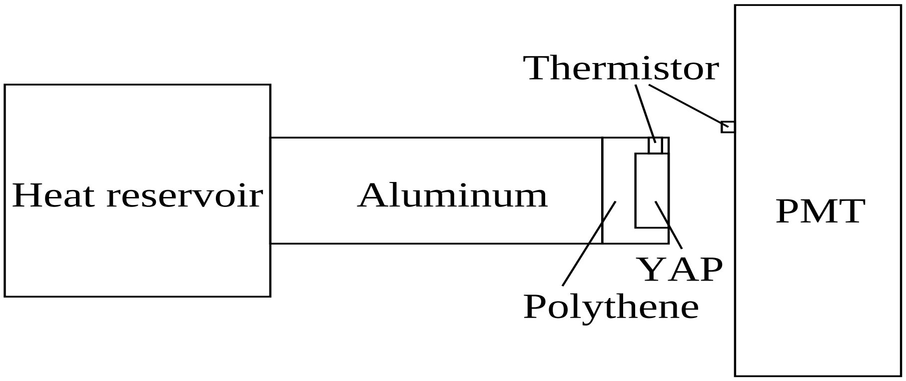


Fig. 33. Set-up used measure the light yield

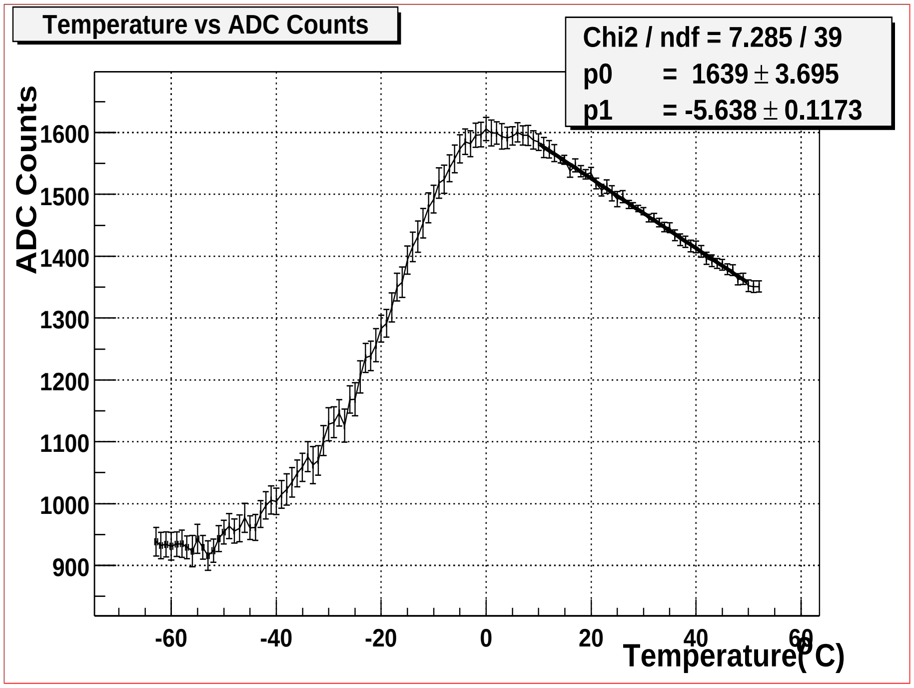


Fig. 34. Light yield of YAP:Ce-^{241}Am vs temperature

れ、最終的に相対的利得の分散が 1%以下になるよう仕様により制約されている。
これにより調整前 (Fig.35) の 2.5%の相対的利得の分散を持った分布が調整後 (Fig.36) には分散を 0.5%に収束されることが出来た。データ収集中の温度などによる利得の変動は Xe フラッシャーによって行われ、較正データからのずれをソフトウェア上で補正される。

4.2 ファインスキャン

光電子増倍管 (PMT) のチャンネルごとの非一様性は前述したが、各 PMT 内部における非一様性も存在する。また、PMT と PMT の間にはギャップが生

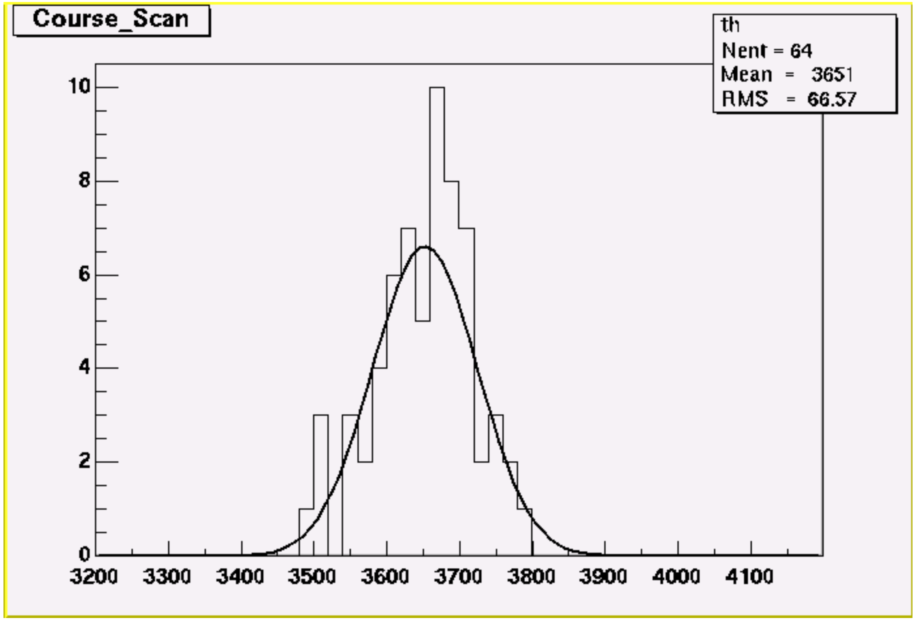


Fig. 35. 相対利得分布較正前

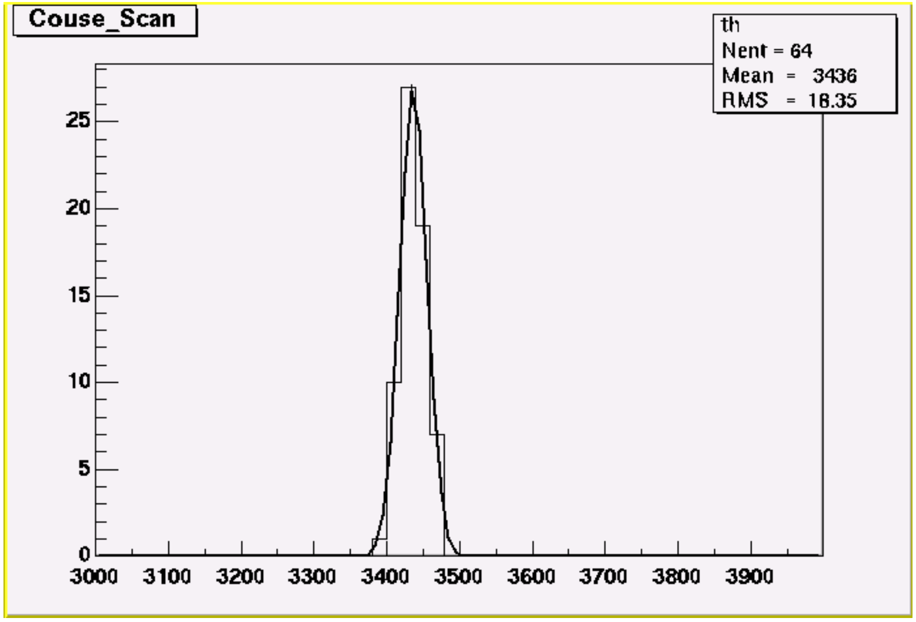


Fig. 36. 相対利得分布較正後

じ、その部分の光を集光するためにライトガイド (ウィンストンコーン) が取りつけられる。
これらカメラ全体の一様性を考える際、微細なポイントにおける出力の違いが大きければ正しい解析が行えなくなる。そのため、ファインスキャンによって問題のあるポイントは詳細に探索され、著しく感度を損なっている部分やライトガイドの反射率に問題がある場合にはそのチャンネルをピックアップし交換する必要が生じる。ファインスキャンではその問題のある光電子増倍管を見つけだし、仕様に耐えうるか判断する材料を与える。

実際にどの程度一様性に破れが生じれば、仕様に耐えないかはテレスコープアレイ計画のデザインにある夜光バックグラウンドのレベル (20-40photoelectron/200ns) により決めることが出来る。
この夜光バックグラウンドレベルから 1σ の優位性を仕様どおりのデータ収集系でのエラー 1%で見つけ出すためには 40 個の光電子が光電面に均一に入射するものと考えれば、ひとつの PMT あたりの光電面での出力のばらつきは 1% =(光電面内でのばらつき)/$\sqrt{40}$ に抑えられなくてはならない。このテストを行う上でファインスキャンは非常に効果的である。
ファインスキャンでは光電面の微細な点に至るまで小さなスポットの光源によって照らし出す。このことから光電面上での増倍率のばらつきを探索できる。
このことから使用に耐えない PMT を摘出する事が容易になる。
Fig.37 はファインスキャンによって得られたデータを用いて光電子増倍管の XY 平面上での出力分布を表したものである。

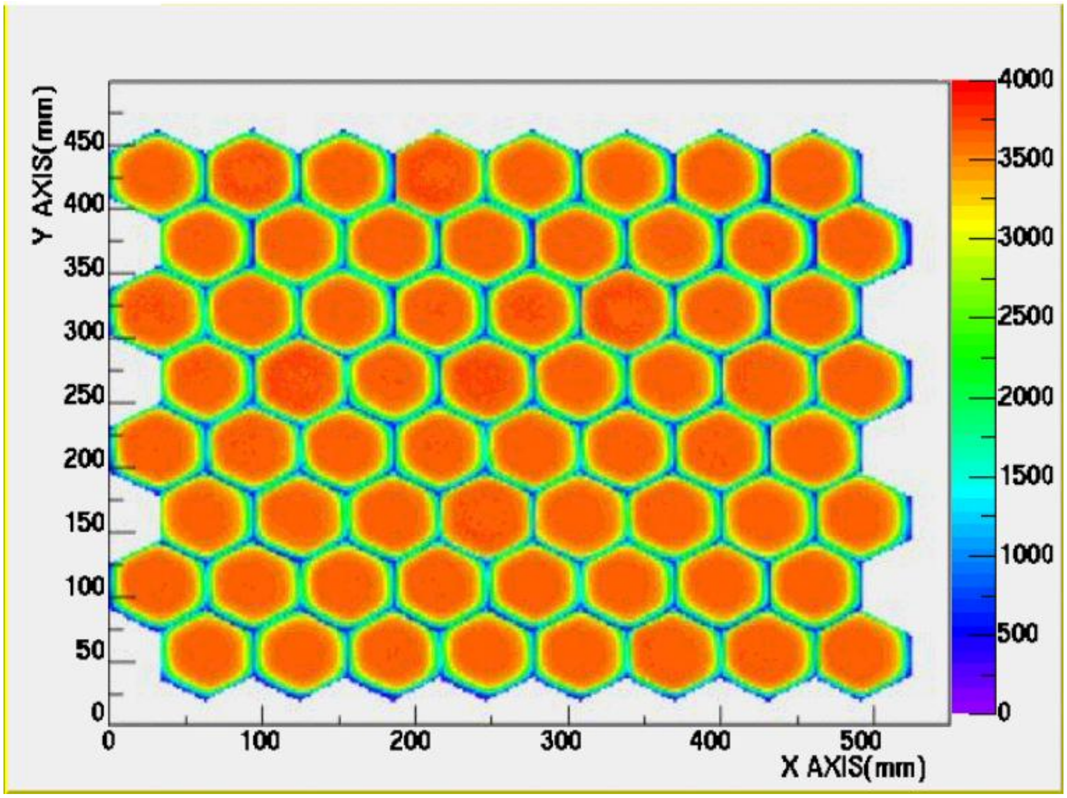


Fig. 37. カメラ出力分布
X 軸:カメラ横方向; Y 軸:カメラ縦方向
光源の駆動間隔:2mm; 光源:LED

5 結果と運転性能

テレスコープアレイ計画カメラ較正システムであるXYステージは完成した。このシステムによって広範囲に多数の望遠鏡及び光電子増倍管を展開する本計画におけるカメラ較正システムは観測に必要な精度をみたした。光電子増倍管の感度分布を非常に正確に認識しており、YAPの予備研究によって非常に正確な絶対ゲイン較正も可能となった。
また、高電圧較正装置としてもXYステージは精度良く機能し、高精度の高電圧調整システムと合わさり、その決定精度は0.5%を達成した。これまでの較正に比べても格段に精度良く宇宙線のエネルギーを精度良く調べる上で大きく前進した。

6 今後の展望

今回設計段階で出来る限り堅牢性に配慮したが、実際の使用条件でのテストが出来なかった。今後野外において使用することによってさらなる改良点の洗いだしを行う。
またコーススキャンにおいて一時間程度の時間がかかってしまうが、野外において較正に一時間もの時間を要すれば気温が変動してしまい較正精度を悪化させる可能性がある。そのため更にプログラム及びハードを見なおし較正スピードを早くする必要がある。

References

[1] Masaaki Kobayashi「$YAlO_3$:Ce-Am light pulsers as a gain monitor for undoped CsI detectors in a magnetic field」(NIM.A337(1994)355-361)

[2] D.Bird 「The calibration of the absolute sensitivity of photomultiplier tubes in the High Resolution Fly's Eys Detector」(NIM.A349(1994)542-599)

[3] Alexander Kusenko 「Signature Neutrinos From Ultorahigh-Energy Photons」(ICHEP 2000)

[4] Hartman, R. C.「The Third EGRET Catalog of High-Energy Gamma-Ray Source」(Compton Gamma Ray Observatory 1999)

[5] Trevor C. Weekes「VHE Astronomy before the New Millennium」(Whipple Obserbatory 1999)

[6] R. Atkins 「Evidence for TeV Emission from GRB 970417a」(arXiv:astro-ph/0001111 7 Jan 2000)

[7]「Series tests of mesh photomultiplier tubes in magnetic fields of up to 1.2 Tesla」(NIM.A404(1998)265-282)

[8] F. Aharonian 「Measurement of the flux, spectrum, and variability of TeV γ-rays from Mkn 501 during a state of high activity」(Max-Planck-Institute für Kernphysik 1997)

[9] R.Atkins 「Evidence for TeV Emission from GRB 970417a」(The Milagro Collaborations)

[10] G.Bressi 「Calibration of a liquid xenon gamma ray detector for the study of radiative pion decay」(NIM.396(1997)67-75)

[11] Hamamatsu Photonics K.K.「http://www.hpk.co.jp/」

[12] ぐんま天文台「http://www.astron.pref.gunma.jp/」

The Telescope Array Project Collaboration

(*Japanese*)
Institute for Cosmic Ray Research (*ICRR*) **東京大学 宇宙線研究所** Toshifumi Aoki 青木 利文 Hideyuki Ohoka 大岡 秀行 Nobuyuki Sakurai 櫻井 信行 Makoto Sasaki 佐々木 真人 Masahiro Takeda 竹田 成宏 Masahiro Teshima 手嶋 政広 Reiko Torii 鳥居 礼子 Naoaki Hayashida 林田 直明 Masaki Fukushima 福島 正己 Tokonatsu Yamamoto 山本 常夏 Shigeru Yoshida 吉田 滋 *Nagasaki Institute of Applied Science* **長崎総合科学大学** Yoshito Tanaka 田中 義人 *Kochi University* **高知大学** 大盛 信晴 中村 亨 *Ehime University* **愛媛大学** 粟木 久光 吉井 尚 *Hiroshima City University* **広島市立大学** Koichi Tanaka 田中 公一 *University of Kobe* **神戸大学** 野崎 光 *Konan University* **甲南大学 理工学部** Michinori Sakata 坂田 通徳 *Kinki University* **近畿大学 理工学部** Michiyuki Chikawa 千川 道幸 *Osaka City University* **大阪市立大学 理学部** Saburou Kawakami 川上 三郎 Tamotsu Takahashi 高橋 保 Yoshiteru Teramoto 寺本 吉輝 Hidekazu Nakano 中野 英一 *Nara Women's University* **奈良女子大学** 野口 誠之 林井 久樹 宮林 謙吉 **福井工業大学** 永野 元彦 **名古屋大学** 大島 隆義 **信州大学** 宗像 一起 *Yamanashi University* **山梨大学 工学部** Norio Kawasumi 川隅 典雄 Ken Honda 本田 健 Katsumi Hashimoto 橋本 勝巳 **横浜国立大学** 中村 正吾 **神奈川大学** 日比野 欣也 **芝浦工業大学** 笠原 克昌 *Saitama University* **埼玉大学 理学部** Naoya Inoue 井上 直也 *Tokyo Institute of Technology* **東京工業大学 理学部** Fumio Kakimoto 垣本 史雄 Shoichi Ogio 荻尾 彰一 **東京都立大学** 福永 力 *University of Tokyo* **東京大学理学部** 川崎 雅裕 寺沢 敏夫 柳田 勉 **東京理科大学** 中井 浩二 **東邦大学** 小川 了 **宮城教育大学** 神田 展行 **国立天文台** 杉山 直 水本 好彦 *KEK* **高エネルギー加速器研究機構** Yasuo Arai 新井 康夫 Seiji Kabe 河辺 征次 Tsuyoshi Suwada 諏訪田 剛 Masaaki Kobayashi 小林 正明 **宇宙開発事業団** 松岡 勝 **放射線医学総合研究所** 内堀 幸夫 小井 辰巳 安田 仲宏 **通信総合研究所** Masahiko Sasano 篠野 雅彦 水谷 耕平

(*Other Country*)
Columbia Univ. J.Boyer B.Knapp E.Mannel M.Seman S.Westerhoff *Montana State Univ.* J.Belz *Rutgers Univ.* D.Bergman W.Hanlon G.Thomson *UCLA* K.Arisaka W.Slater A.Tripathi *Univ. of New Mexico* B.D.Dieterle G.Martin J.A.J.Matthews S.Riley M.Roberts T.Tessier *Univ. of Utah* Z.Cao C.Jui B.D.Kieda E.C.Loh J.N.Matthews,J.Smith P.Sokolsky W.Springer S.Thomas L.Wiencke *Univ. of Adelaide* R.W.Clay B.Dawson N.Wild

謝辞

まずはじめに学部時代からお世話になり、大学院に拾い上げてくださり、更に本研究に参加機会を与えて下さった坂田通徳教授には非常にお世話になりました。研究に対しても多数の助言ご指導を賜り有難うございました。

また、山本嘉昭教授、梶野文義教授には学部時代からご指導頂き、私が大学院に進学するきっかけを与えて下さいました。大学院に入ってからも多くの助言を賜り有難うございました。

直接ご指導をしてくださった宇宙線研究所の佐々木真人助教授には最高の設備を利用させていただき、また直接システムの開発に参加させてくださりました。研究においては数え切れないぐらい多くのご指導を頂き、佐々木先生無しには私の研究はありえませんでした。また、奥様にも食器を頂くなど千葉での暮らしを気遣っていただき語り尽くせぬぐらい先生にはお世話になりました。二年間だけでしたが、私には大きな経験をさせていただきました。有難うございます。

青木先生には CAD などの使用方法から様々なシステム装置の設計、開発などハードウェアの豊富な知識と技術で私の研究の大きな原動力となりました。鳥居先生には御忙しい中手続きなれしていない私の事務処理などをサポートしていただき有難うございました。

佐々木研究室の眞子直弘さん、増田正孝くん、上橋雅志くん、守永光利くんには研究を手伝っていただいたり、プログラムを教えていただくなど本当にお世話になりました。研究以外でも増田君とは研究以外でもお世話になりました。

長崎総合科学大学の酒井雅司くんには短い間でしたが違う世界の研究を見させていただき非常に興味深い体験をさせていただきました。

同じく甲南大学から宇宙線研究所に来られて研究されている川田和正先輩や佐々木孝雄先生、チベットグループの皆様には飲み会や食事に多数お招き頂き有難うございました。

また、甲南大学の林清一先輩、真栄城敦先輩には可愛がっていただき有難うございます。学部からの付合いの大浦くん、小田くん、高島さん、高部くん、林くんそして後輩の多田くん、鷲尾さんには研究以外でお世話になりました。

この他にもテレスコープアレイ研究グループの皆様、甲南大学の多くの先生や同窓生のみなさま、その他にも私を支えてくださった多くの方々にこの場を借りてお礼申し上げます。