

平成 29 年度 修士論文

フレネルレンズ型単眼大気蛍光望遠鏡を用いた  
宇宙線観測報告



提出者

信州大学 大学院 総合理工学系研究科 工学専攻

山本 真周

2018 年 3 月 31 日提出

# 目次

<b>第 1 章</b>	<b>極高エネルギー宇宙線</b>	<b>1</b>
1.1	空気シャワー現象 . . . . .	3
1.1.1	空気シャワーの発達 . . . . .	3
1.2	極高エネルギー宇宙線のエネルギースペクトル . . . . .	4
1.3	極高エネルギー宇宙線の組成 . . . . .	5
1.4	極高エネルギー宇宙線の異方性 . . . . .	6
1.5	極高エネルギー宇宙線の観測手法 . . . . .	7
1.5.1	地表粒子検出器 . . . . .	7
1.5.2	大気蛍光望遠鏡 . . . . .	9
<b>第 2 章</b>	<b>フレネルレンズ型単眼大気蛍光望遠鏡 (CRAFFT)</b>	<b>11</b>
2.1	プロトタイプ望遠鏡 . . . . .	11
2.1.1	プロトタイプ望遠鏡の設計 . . . . .	12
2.1.2	現行大気蛍光望遠鏡との比較 . . . . .	17
2.2	プロトタイプ望遠鏡構成パーツのスペック測定 . . . . .	18
2.2.1	フレネルレンズ・紫外光透過フィルタの透過率測定 . . . . .	18
2.2.2	光電子増倍管の利得線型性・利得個体差測定 . . . . .	20
2.2.3	光電子増倍管の感面不均一性測定 . . . . .	23
2.3	プロトタイプ望遠鏡による宇宙線試験観測 . . . . .	25
2.3.1	プロトタイプ望遠鏡による擬似空気シャワー観測 . . . . .	25
2.3.2	プロトタイプ望遠鏡による宇宙線試験観測 . . . . .	26
<b>第 3 章</b>	<b>新型望遠鏡を用いた長期宇宙線観測</b>	<b>29</b>
3.1	長期宇宙線観測に向けた設計変更 . . . . .	29
3.1.1	集光部 . . . . .	29
3.1.2	受光部 . . . . .	31

---

3.1.3	骨格	32
3.1.4	エレクトロニクス	33
3.2	新型望遠鏡製作・設置	34
3.2.1	望遠鏡の方位角合わせ	38
3.2.2	望遠鏡の相対ゲイン測定	39
3.3	新型望遠鏡を用いた宇宙線観測	41
3.3.1	宇宙線観測方法	42
3.3.2	タイムスタンプ精度測定	43
3.3.3	擬似宇宙線観測	44
<b>第 4 章</b>	<b>宇宙線イベント探索</b>	<b>49</b>
4.1	新型望遠鏡観測データからの宇宙線イベント探索	49
4.2	発見した宇宙線イベントと TAFD 単眼解析の比較	56
<b>第 5 章</b>	<b>結論</b>	<b>57</b>
5.1	まとめ	57
5.2	今後の展望	57
	<b>参考文献</b>	<b>59</b>

## 第1章

# 極高エネルギー宇宙線

宇宙線とは宇宙を飛び交う陽子や原子核，電子，光子等の総称である。1912年にオーストリアの物理学者 V.F.Hess により発見され，これまでの観測により  $10^8\text{eV}$  から  $10^{20}\text{eV}$  を超える広い範囲のエネルギーの宇宙線が観測されている。宇宙線の起源は解明されていない点が多く，最もエネルギーの高い宇宙線の起源は宇宙における極高エネルギー天体现象や現在の宇宙に取り残されたビッグバンの痕跡素粒子などを起源に持つと予想されている。

宇宙線のエネルギースペクトルを図 1.1 に示す。宇宙線の到来頻度はエネルギーが増すにつれて急激に減少し，特に  $10^{19}\text{eV}$  を超えるエネルギーを持つ粒子は  $1\text{km}^2$  に1年に1個の割合になる。 $10^{10}\text{eV}$  を超えるエネルギーを持つ宇宙線は太陽活動の影響を受けないので，エネルギースペクトルはエネルギーのべき乗で近似できる。スペクトルの構造を見るため，エネルギースペクトルにエネルギーのべき乗をかけたものを図 1.2 に示す。エネルギーが  $10^{15}\text{eV}$  までの宇宙線は銀河系内が起源と信じられており，スペクトルのべきは 2.7 である。 $10^{15}\text{eV}$  より上は”knee”と呼ばれるスペクトルが急勾配の領域で，スペクトルのべきが 3 になる。”knee”の原因としては， $10^{15}\text{eV}$  を超えるエネルギーを持つ宇宙線が銀河磁場を振りきって銀河系外に漏れ出すこと， $10^{15}\text{eV}$  が超新星爆発で供給できる最大のエネルギーであること，が可能性として挙げられる。エネルギーが  $5 \times 10^{18}\text{eV}$  付近は”ankle”と呼ばれ，スペクトルの勾配が再び緩やかになる。”ankle”の原因は，勾配の急な銀河系内起源の成分と勾配の緩やかな銀河系外の成分が混ざるからなどの解釈があるが，未だ解明されていない。”ankle”より大きい領域でも急勾配らしきものが見えるが，統計量が少ないため原因は断定できない。

宇宙線の成分は約 85% が陽子，約 12% が  $\alpha$  粒子，それより重い原子核が約 3% である。重い原子核の中でも陽子または中性子の数が，電子殻が一杯になる魔法数

(2,8,20,28,50,82,126) である原子核は安定しているため割合が多い。また、鉄のように結合エネルギーが大きい原子核も、核融合で作られるため割合が多い [1]。

エネルギーの低い宇宙線は到来頻度が高いため粒子を直接観測できる。宇宙線の一次粒子は地球大気に突入すると制動放射や相互作用の影響を受けるため、地表には到達しない。したがって、宇宙線の一次粒子を直接観測するためには検出器を宇宙空間に設置する必要がある。現在も宇宙ステーションに高精度な検出器を設置し、低エネルギー宇宙線の精密測定を試みる実験が活動している。一方、高エネルギー宇宙線は到来頻度が低いため宇宙線の一次粒子を直接観測することは現実的でない。そこで、高エネルギー宇宙線は後述の「空気シャワー現象」という宇宙線と大気との相互作用による現象を用いて間接的に観測される。高エネルギー宇宙線の中でも特に  $10^{18}$  eV 付近の宇宙線を極高エネルギー宇宙線という。極高エネルギー宇宙線観測では大規模に検出器を展開して頻度の低いイベントを捉える必要があり、現在は国際共同実験であるテレスコープアレイ (TA) 実験とピエール・オージェ (Auger) 実験が観測を行っている。

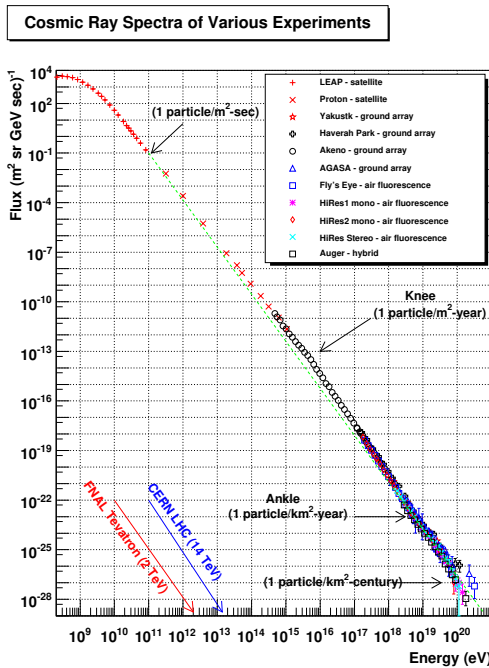


図 1.1  $10^8$  eV から  $10^{21}$  eV までの宇宙線のエネルギースペクトル [2].

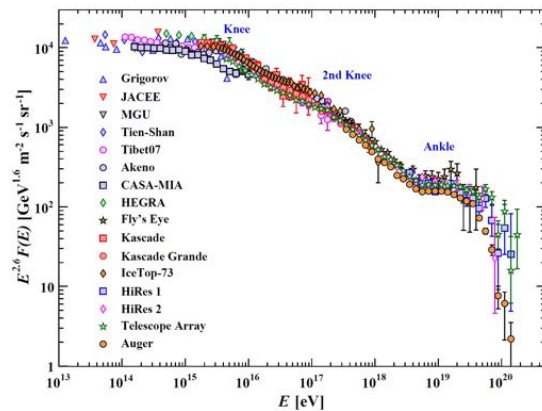


図 1.2  $10^{13}$  eV から  $10^{21}$  eV までの宇宙線のエネルギースペクトルにエネルギーの 2.6 乗をかけたもの [3].

## 1.1 空気シャワー現象

宇宙線が大気に突入すると、大気と相互作用して二次粒子を生成する。この際宇宙線のエネルギーは二次粒子に移り、二次粒子はさらに大気と相互作用する。この繰り返しによって、大量の二次粒子がシャワー状に地表へ降り注ぐ現象を空気シャワー現象という。空気シャワー現象を模式的に表したものを図 1.3 に示す。高エネルギー宇宙線による空気シャワー現象では電子やハドロン、ミューオンなど様々な二次粒子が生成されるが、二次粒子は相互作用や崩壊を繰り返し、最終的には大部分が電子と陽電子になる。

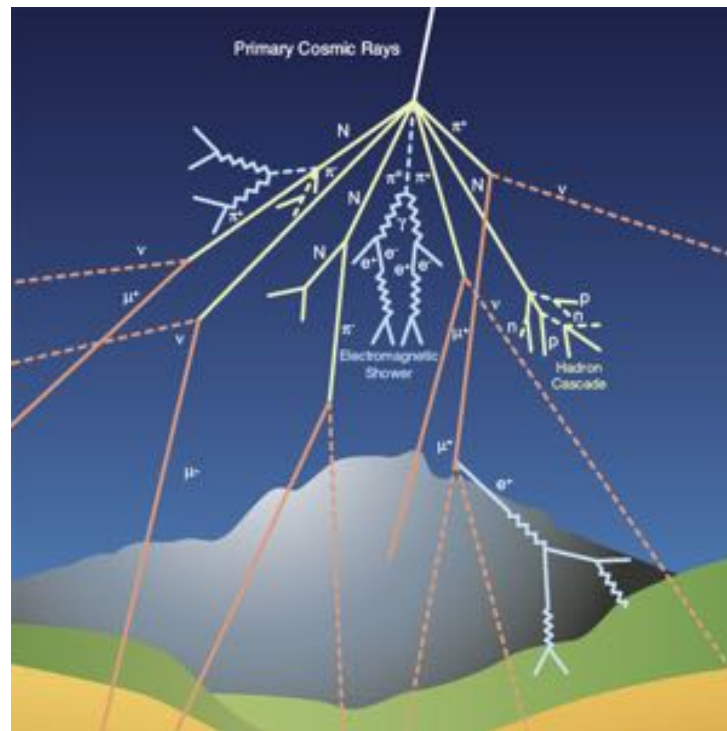


図 1.3 空気シャワー現象の模式図 [4].

### 1.1.1 空気シャワーの発達

宇宙線の主成分である陽子などのハドロンは、地球大気と相互作用してパイオンやケイオンを生成する。ハドロンの相互作用長は地球大気厚みの 11 分の 1 程度なので、生成された荷電パイオンとケイオンはさらに相互作用するか崩壊する。生成された荷電パイオンとケイオンが再び相互作用した場合、さらにハドロンが生成さ

れていきハドロンカスケードを形成する。生成された荷電パイオンやケイオンが崩壊した場合はミューオンやニュートリノを生成し、ミューオンはさらに崩壊して電子を生成する。荷電パイオンとケイオンは粒子の運動エネルギーが低いほど崩壊する確率が高くなるので、カスケードが発達してエネルギーが分配されるほど崩壊しやすくなる。したがって、ハドロンカスケードは初めはハドロン数が増大していき、ある時を境に減少していく。

ハドロンと地球大気との相互作用で生成された中性パイオンは崩壊して $\gamma$ 線を生成する。 $\gamma$ 線は電子対生成により電子と陽電子を生成し、これらの電子・陽電子は制動放射によって $\gamma$ 線を放射する。電子対生成と制動放射の相互作用長は同程度なので、生成と放射を繰り返すことで電磁カスケードを形成する。電磁カスケードの発達とともにエネルギーが各粒子に分配されていくため、カスケード中の粒子が持つエネルギーは減少していく。各粒子が持つエネルギーが一定以下になると大気中の分子・原子による電離損失によって急速にエネルギーを失い、大気に吸収される。ハドロンカスケードと電磁カスケードを合わせて空気シャワーと呼び、空気シャワー発達に伴う粒子数の変化を空気シャワーの縦方向発達という。

空気シャワーはシャワー軸に垂直な方向にも広がっていく。ハドロンカスケードでは二次粒子生成の際の横運動量がカスケードの横広がりの原因である。電磁カスケードの横広がりの大きさは電子や陽電子の多重散乱によっている。一次宇宙線のエネルギーが大きいほどシャワーの縦方向発達が長くなり、空気シャワーの横広がりも大きくなる。この性質を利用して、地表での空気シャワーの横広がりから一次宇宙線のエネルギーを推定する手法がある。

## 1.2 極高エネルギー宇宙線のエネルギースペクトル

極高エネルギー宇宙線のエネルギースペクトルを図 1.4, 図 1.5 に示す。スペクトルの構造を見るため、図 1.4 にはエネルギーの 2.6 乗を、図 1.5 にはエネルギーの 3.0 乗をかけてある。

$10^{18}$ eV から  $10^{19}$ eV を見ると、エネルギースペクトルの傾きが一旦緩やかになる。この構造の起源は分かっていないが、宇宙線の起源が銀河系内から銀河系外に移り変わったことによるという説が有力である。

宇宙線のエネルギーが  $4\sim 6 \times 10^{19}$ eV を超えると宇宙の光子と相互作用してエネルギーを失うため、到来頻度が急激に減少する GZK カットオフという機構が予想されている。測定されたエネルギースペクトルの  $10^{19.5}$ eV 以降を見ると、多くの実験の測定結果では傾きが急になっている。TA 実験の測定結果でも極高エネル

ギー宇宙線のエネルギースペクトルに急激な折れ曲がりが存在することが観測的に確立された。ただし、この折れ曲がりをも GZK カットオフと断定するためには、極高エネルギー宇宙線の組成（陽子・原子核混合比）を決定し、宇宙線の組成から予測されるカットオフ位置と観測されたカットオフ位置が無矛盾である必要がある。

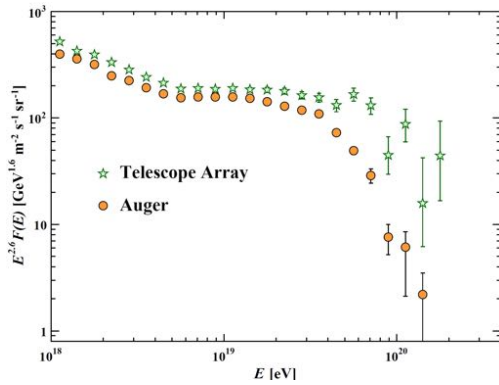


図 1.4 TA 実験, Auger 実験で観測された極高エネルギー宇宙線のエネルギースペクトルにエネルギー 2.6 乗をかけたもの [3].

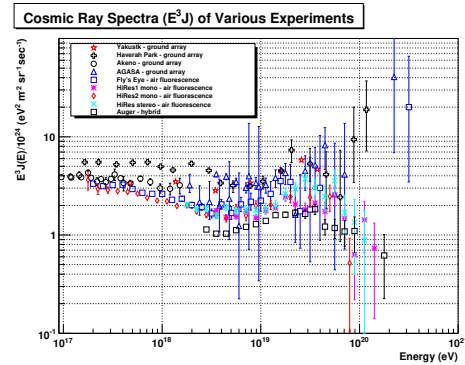


図 1.5 極高エネルギー宇宙線のエネルギースペクトルにエネルギー 3 乗をかけたもの [2].

### 1.3 極高エネルギー宇宙線の組成

前述の通り、空気シャワー現象による二次粒子数は大気の高さとともに増えていき、ある時を境に減少していく。粒子数が最大となる大気の高さを  $X_{\max}$  と定義すると、 $X_{\max}$  はエネルギーが大きい宇宙線の方が大きくなり、エネルギーが同じ宇宙線であれば宇宙線の組成がより重い原子核である方が小さくなる。組成による  $X_{\max}$  の違いは 2 つの理由による。1 つは質量数の大きい原子核ほど大気の大気との相互作用断面積が大きくなるので、大気の高いところで最初の相互作用を起こし  $X_{\max}$  が小さくなる。もう 1 つは質量数の多い原子核ほど最初の相互作用で多くの陽子に分かれるので、シャワーが早い段階で広がりエネルギーが分配されていくため、 $X_{\max}$  が小さくなる [5]。GZK カットオフは宇宙線の組成によって位置が変わるため、エネルギースペクトルの折れ曲がりをも GZK カットオフと断定するためには高エネルギー宇宙線の組成決定が不可欠である。TA 実験による宇宙線組成解析の結果を図 1.6 に示す。TA 実験の解析結果からは、極高エネルギー宇宙線の組成は陽子であると示唆される。しかし Auger 実験では陽子だけではないという結果も出ているため、現状で陽子であると断定はできない。



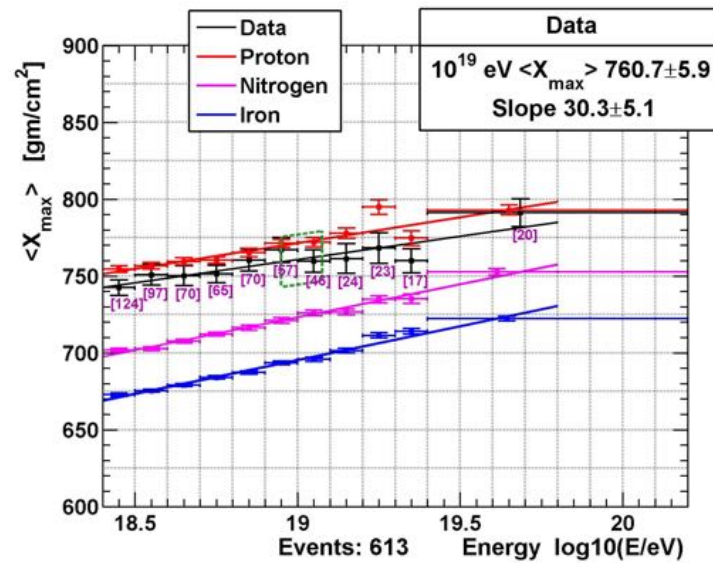


図 1.6 TA 実験で観測された極高エネルギー宇宙線の組成。赤線が陽子 100% の場合、ピンク線が窒素 100% の場合、青線が鉄 100% の場合の理論値 [6].

## 1.4 極高エネルギー宇宙線の異方性

宇宙線の起源は活動銀河核やクェーサー、超新星爆発など様々な候補があるが、未だに解明されていない。宇宙線の組成がニュートリノや光子であれば、銀河の中を直進するため到来方向から起源を特定できる。一方荷電粒子は銀河磁場の影響を受け曲がってしまうため、起源方向情報を失う。 $10^{14}$ eV 以下のエネルギーを持つ荷電粒子の宇宙線は銀河磁場の影響で到来方向が等方になる。高エネルギーの宇宙線は磁場によって曲がる半径が大きいため、一定の方向性が見えるのではないかと期待される。磁場による曲がり方は粒子の電荷に比例するため、重い原子核の宇宙線より陽子の宇宙線の方が曲がりにくい。TA 実験による  $5.7 \times 10^{19}$ eV 以上のエネルギーを持つ宇宙線の異方性解析結果を図 1.7 に示す。赤経 146.7 度、赤緯 43.2 度の方向に直径約 40 度のホットスポットの兆候が見られる。宇宙線の到来方向が等方に分布すると仮定した場合直径 40 度の領域には 4.5 イベントの割合となるが、TA 実験ではこの領域から 19 イベントの宇宙線が到来している。図中の灰色の線は超銀河面を示しており、異方性との相関が示唆されている。今後の観測でさらに統計量を増やし、異方性を証明することが期待される。

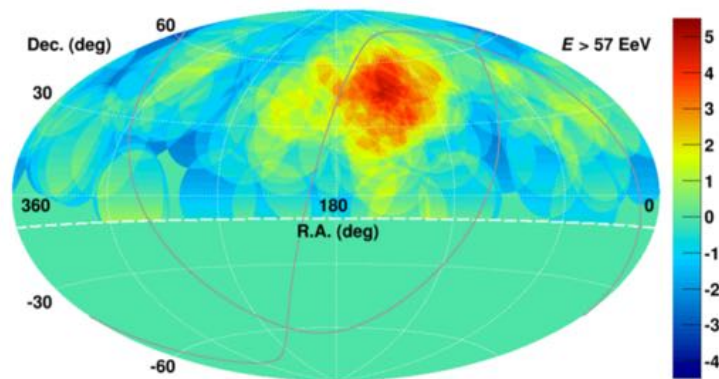


図 1.7 TA 実験で観測された極高エネルギー宇宙線の到来方向分布 [7].

## 1.5 極高エネルギー宇宙線の観測手法

極高エネルギー宇宙線は到来頻度が低く一次粒子を直接観測するのは現実的でないため、空気シャワー現象を用いた間接観測が行われている。現在の極高エネルギー宇宙線観測では、大きく分けて 2 つの観測手法が用いられている。1 つは空気シャワーの二次粒子を地表で直接観測する手法である。この手法では地表に大量の検出器をアレイ状に設置する。もう 1 つは空気シャワーに含まれる荷電粒子が励起した大気中の窒素が放出する蛍光を観測する方法である。この手法では大気蛍光である紫外光を観測できる大気蛍光望遠鏡が用いられる。TA 実験、Auger 実験では上記の 2 種類の検出器を用いたハイブリッド観測が行われている。両検出器が精度良く測定できる項目は異なるため、単一検出器を用いた場合より精度良く宇宙線の情報を決定できる。また、原理的には単一検出器で宇宙線の情報を測定できるため、クロスチェックの点においても有用である。上記の 2 つの他に空気シャワーを観測する手法として、空気シャワーが発する電波を測定する方法も検討されている。

### 1.5.1 地表粒子検出器

地表に多数の粒子検出器を配置して空気シャワーの 2 次粒子を地表で測定する装置を空気シャワーアレイという。一般的な粒子検出器にはプラスチックシンチレータが用いられる。プラスチックシンチレータを空気シャワーの電磁成分やミューオンが通過すると、シンチレーション光を発する。シンチレーション光はプラスチッ

クシンチレータを通過した粒子の数に応じて強くなるので、観測したシンチレーション光の光量から粒子数を推定できる。また、電磁成分を除去しミュオンのみを測定するために重い金属等でシールドされたプラスチックシンチレータや水タンクを検出器として用いる事もある。水タンク検出器では水をミュオンが通過する際に出るチェレンコフ光を測定する。空気シャワーアレイでは地表に降り注ぐ空気シャワーの二次粒子をアレイ状の検出器でサンプリングし、測定した粒子数とシミュレーション結果を比較することで空気シャワーのエネルギーを推定する。また、空気シャワーはシャワー軸に対して面状に発達するため、空気シャワーの軸が傾くと面上の粒子が地表に到達する時間に差が生じる。この時間差を用いて宇宙線の到来方向を推定する。

TA 実験では 507 台の地表粒子検出器を 1.2 km 間隔でアレイ状に配置し、700 km<sup>2</sup> もの大規模な観測範囲を実現している。TA 実験サイトの地表検出器配置、TA 実験で用いられている地表検出器を図 1.8, 1.9 で示す。空気シャワーアレイの利点としては、検出器一台のコストが安いので自動で観測が出来る点や、天候に左右されず観測を行える点がある。TA 実験の地表粒子検出器は電力を太陽光発電で賄っているため、完全自動・自立で宇宙線観測が行われている。

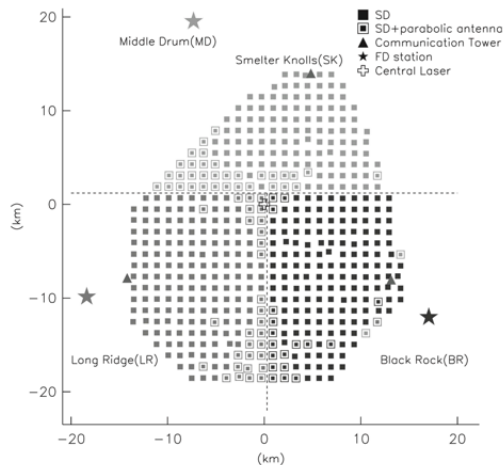


図 1.8 TA 実験サイトの地表検出器配置。四角が地表粒子検出器 (SD:Surface Detector), 星が大気蛍光望遠鏡 (FD:Fluorescence Detector) を示す。

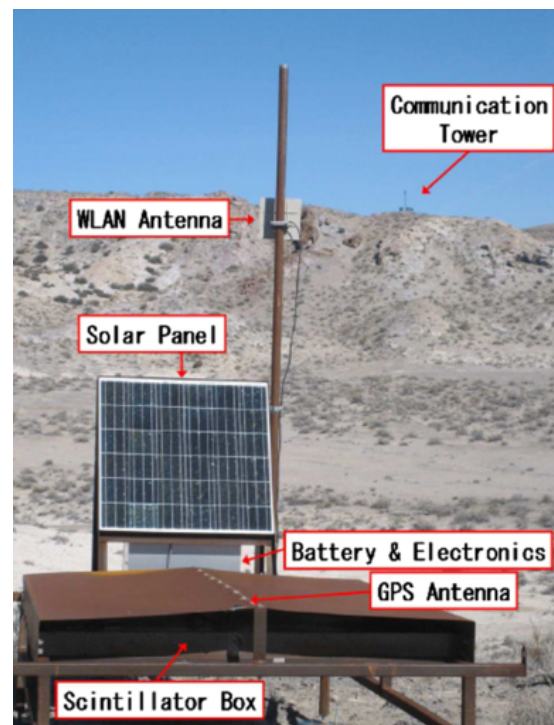


図 1.9 地表粒子検出器。

### 1.5.2 大気蛍光望遠鏡

空気シャワー中の荷電粒子が大気を通過すると、大気中の窒素が励起される。励起された窒素は基底状態に戻る際にエネルギーを蛍光として放出する。この蛍光を測定することで空気シャワーを間接的に観測する手法が大気蛍光法である。この手法ではあらかじめ大気蛍光量とエネルギー損失の関係を測定することで、観測光量を積分するだけで空気シャワー中の電磁カスケードのエネルギーを精度よく決定できる。また、現在稼働している大気蛍光望遠鏡は受光部がアレイ状の光電子増倍管でできている。望遠鏡視野の中心軸に対する光源の開き角に応じて、受光点の受光面中心からの距離が変化するため、アレイのどの光電子増倍管で受光したかによって光源の二次元的な位置を決定できる。大気中の任意の位置で発された蛍光量を測定できるということは大気中での空気シャワーの発達の様子を観測できるので、宇宙線の質量組成を推定できる。ただし、1つの望遠鏡で奥行き方向の光源の位置を決定することは難しいため、大気蛍光望遠鏡を用いて空気シャワーのジオメトリ情報を精度良く決定するためには2台以上の望遠鏡を用いたステレオ観測が必要である。

TA 実験で用いられている大気蛍光望遠鏡を図 1.10, 図 1.11 で示す。TA 実験の大気蛍光望遠鏡は口径 3m の反射鏡とアレイ状に設置された 256 本の光電子増倍管で構成されている。1ヶ所のステーションには縦 2 台、横 6 台の大気蛍光望遠鏡が設置されており、広範囲の視野角を実現している。また、TA 実験サイトには複数ヶ所に大気蛍光望遠鏡ステーションがあるため、ステレオ観測を行える。大気蛍光望遠鏡の利点としては、宇宙線のエネルギーをカロリメトリックに決定できる点、大気中の空気シャワーの発達を測定することで宇宙線の質量組成を推定できる点、が挙げられる。特に質量組成の推定は極高エネルギー宇宙線の起源解明には不可欠なことなので、大気蛍光望遠鏡は宇宙線観測において非常に有用である。反面、光測定に光電子増倍管を用いるため背景光の少ない深夜しか観測できず、稼働時間は空気シャワーアレイの 10% 程度である。また、1台のコストが非常に高いため装置の安全上遠隔地から手動で運用されており、人件費等の運用コストも高い。



図 1.10 大気蛍光望遠鏡ステーション.

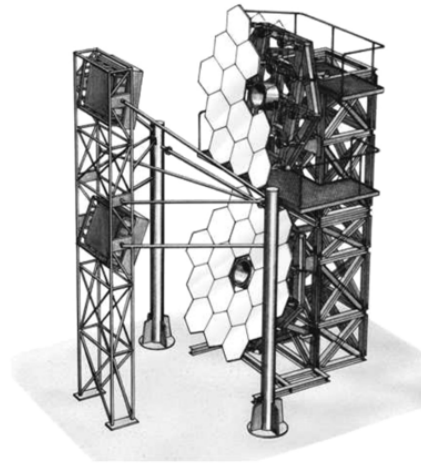


図 1.11 大気蛍光望遠鏡.

## 第2章

# フレネルレンズ型単眼大気蛍光望遠鏡 (CRAFFT)

第1章で述べたように、極高エネルギー宇宙線観測において、宇宙線の質量組成を測定するために大気蛍光望遠鏡が有用である。これからの極高エネルギー宇宙線観測は、より高いエネルギーの宇宙線の観測統計量を増やすために観測領域を拡大していく必要がある。ただ、現行の大気蛍光望遠鏡は地表粒子検出器に比べて高コストであるため、現行の大気蛍光望遠鏡を大量に設置して観測領域を拡大するのは難しい。また、装置が高コストゆえに安全面を考慮して完全自動観測は行われていないため、人的資源の観点からも現行の大気蛍光望遠鏡を用いての観測領域の拡大は現実的ではない。

そこで私たちは、低コストかつ完全自動で宇宙線を観測できる大気蛍光望遠鏡の開発を目指し、Cosmic Ray Air shower Fluorescence Fresnel lens Telescope (CRAFFT) 実験という研究グループで活動している。この章では、私たちが開発しているフレネルレンズ型単眼大気蛍光望遠鏡について説明する。

## 2.1 プロトタイプ望遠鏡

大気蛍光望遠鏡の低コスト化を実現するためには、望遠鏡の構造を可能な限り単純にする必要がある。図 2.1 に示すのは、2012 年の宇宙線国際会議で提案された次世代大気蛍光望遠鏡のコンセプトデザインである [8]。1 m<sup>2</sup> のフレネルレンズに、大気蛍光以外の光を除去するための紫外光透過フィルタ、大気蛍光量を測定するための 8-10 インチ光電子増倍管という単純な構成になっており、視野角を 30° × 30° としている。



このコンセプトデザインを受け、私たちはフレネルレンズ・紫外光透過フィルタ・8インチ光電子増倍管を用いた大気蛍光望遠鏡を設計した。また、この設計で宇宙線が観測できるかを確かめるため、プロトタイプ望遠鏡を製作した。

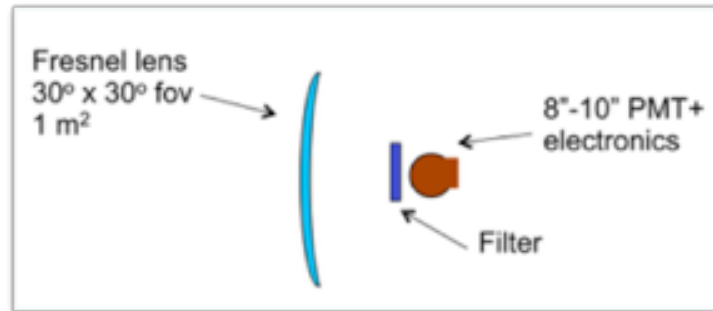


図 2.1 次世代大気蛍光望遠鏡のコンセプトデザイン

### 2.1.1 プロトタイプ望遠鏡の設計

プロトタイプ望遠鏡の設計を図 2.2 に、望遠鏡を構成する部品一覧を表 2.1 に示す。望遠鏡の低コスト化を実現するために、構成部品はすべて既製品を使用した。

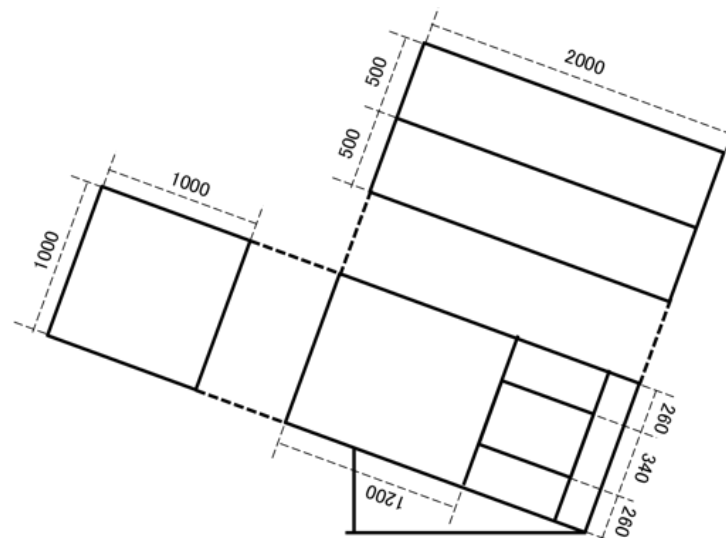


図 2.2 プロトタイプ望遠鏡の設計

1 m<sup>2</sup> のフレネルレンズは太陽光集光用に販売されている日本特殊光学樹脂の F1200-B(図 2.3) を使用した。これはフレネルレンズを用いた太陽炉のために設計されたものであり、紫外光を透過しやすい PMMA が使われている。

構成要素	品名	仕様
フレネルレンズ	日本特殊光学樹脂, 12	1 m <sup>2</sup> , f = 1.2 m
アルミフレーム	MIWA	
光電子増倍管	浜松ホトニクス, R5912	8 inch
紫外光透過フィルタ	O.M.G., UL-330	90 % @ 300 - 360 nm
高圧電源	CAEN, N1470AR	2 ch
電圧アンプ	Lecroy, 612AM	6 ch
FADC ボード	特殊電子回路, Cosmo-Z	80 MHz, 12 bit

表 2.1 プロトタイプ望遠鏡の構成部品一覧

望遠鏡の構成部品を保持するために、MIWA 社が販売する断面が 40 mm×40 mm の汎用アルミフレーム (図 2.4) を使用した。各フレームの長さは任意に注文できるため、任意の構造を実現できる。また、アルミフレームの各面には 10 mm 幅の溝が切られており、ナット等を固定できる。アルミフレーム同士の接合には専用のパーツが販売されており、六角レンチのみで簡単に接合できる。

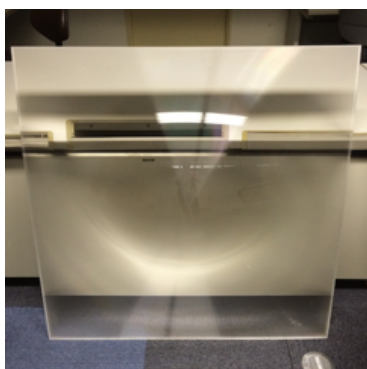


図 2.3 フレネルレンズ (F1200-B)

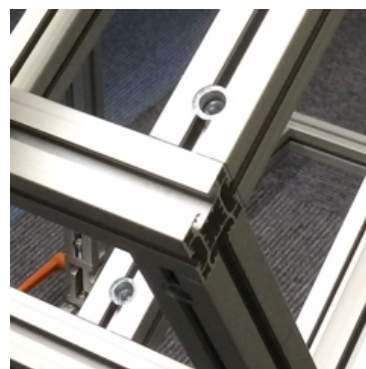


図 2.4 アルミフレーム

フレネルレンズの焦点面には、浜松ホトニクス社製の 8 インチ光電子増倍管 (R5912, 図 2.5) を設置する。レンズの焦点面と光電子増倍管の光電面が重なるように設置することで、大気蛍光の光子を光電子増倍管の光電面に入射させる。望遠鏡の視野角はレンズの焦点距離と受光面の大きさで決まる。焦点距離が 1.2 m のレンズと 8 インチの光電子増倍管を使う場合、光電子増倍管の有効受光面を考慮して、望遠鏡の視野角は 8° 程度になる。





図 2.5 光電子増倍管 (R5912)

プロトタイプ望遠鏡では視野角の不定性を減らすため、光電子増倍管の受光面に黒いプラスチックダンボール製の視野絞りを設置する。望遠鏡の視野角は視野絞りの穴の大きさで決まるため、視野角を  $8^\circ$  に制限するために穴の直径を 168 mm とした。視野絞りの設計図と実物の写真を図 2.6 に示す。

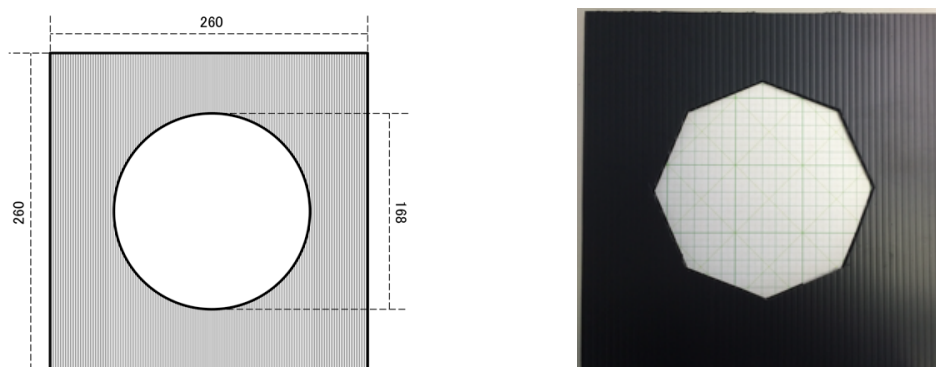


図 2.6 プラスチックダンボール製の視野絞りの設計図と写真

窒素による大気蛍光は紫外光なので、それ以外の波長の光はノイズとなる。そこで、レンズと光電子増倍管の間に O.M.G. 社製の紫外光透過フィルタ (UL-330, 図 2.7) を設置し、星や街の明かりによるノイズを減らした。

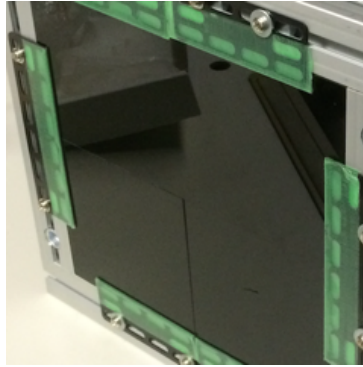


図 2.7 紫外光透過フィルタ (UL330)

光電子増倍管・視野絞り・紫外光透過フィルタを保持するために、望遠鏡内部に小さなアルミフレームの骨格 (PMT 架台) を設置する。PMT 架台の設計図と構成物の設置イメージを図 2.8 に示す。光電子増倍管をアルミフレームに設置するには Edmund Optics 社製の調節レンズホルダーを使用する。光電子増倍管を実際に PMT 架台に設置した写真を図 2.9 に示す。PMT 架台の前面をフレネルレンズの焦点距離に合わせるため、光電子増倍管の感面は PMT 架台の前面にできる限り近づける。PMT 架台の側面は黒いプラスチックダンボールで遮光する。

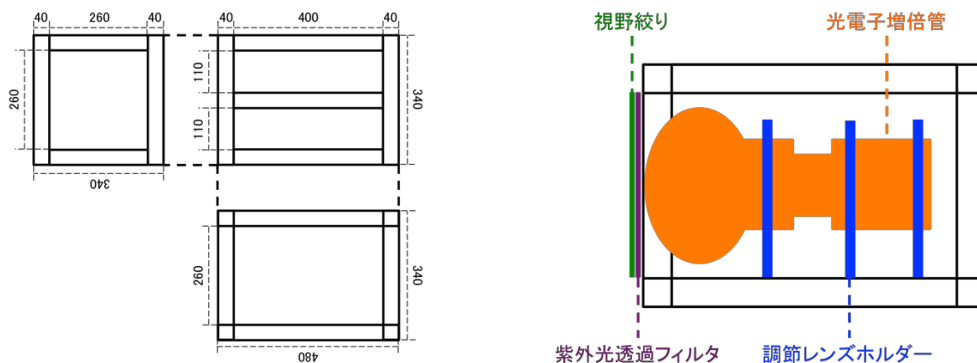


図 2.8 PMT 架台の設計図と構成物の設置イメージ



図 2.9 光電子増倍管を PMT 架台に設置した様子

光電子増倍管に高電圧を印加するため、CAEN 社製の高圧電源 (N1470AR, 図 2.10) を使用した。出力端子は 2 ch あり、各 ch の出力電圧は USB シリアルケーブルで接続した PC から操作する。また、ネットワークに接続することで、遠隔地からの操作も可能である。

大気蛍光を観測する際の光電子増倍管からの出力は最大で数十 mV 程度と小さいため、光電子増倍管からの出力は電圧アンプを用いて増幅する。プロトタイプ望遠鏡では Lecroy 社製の電圧アンプ (612AM, 図 2.11) を使用した。入力端子は 6 ch あり、1 ch の入力に対して 2 ch の出力端子がある。増幅率は任意に変更でき、最大で 50 倍程度増幅できる。



図 2.10 高圧電源 (N1470AR)

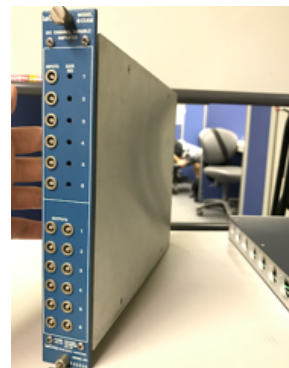


図 2.11 電圧アンプ (612AM)

増幅した信号は特殊電子回路製の FADC ボード (Cosmo-Z, 図 2.12) で記録する。サンプリングレートが 80 MHz, 分解能が 12 bit で、ダイナミックレンジは -0.5 V から +0.5 V である。入力端子は 8 ch あり、すべての端子の信号を同時に記録できる。ボード上には ARM と FPGA が統合された Zynq チップが搭載され

ており，将来的にはトリガー回路の実装も可能である。

これらの部品は全て人が持てる程度の重さなので，部品の輸送・望遠鏡の組み立ては2,3人で容易に行える。完成した望遠鏡を図2.13に示す。プロトタイプ望遠鏡は長さ2m，幅1m，高さ1mと小さいので，小型のピックアップトラックなどで容易に移動できる。また，全ての部品に既製品を使用しているため，コストを100万円程度に抑えることに成功した。

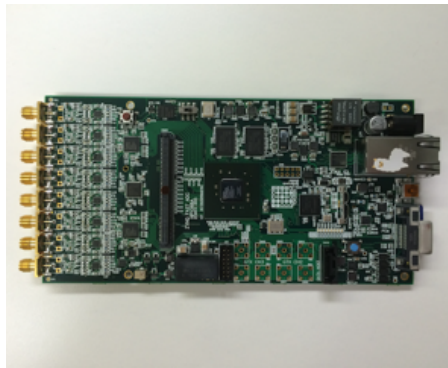


図 2.12 FADC ボード (Cosmo-Z)



図 2.13 組み上げたプロトタイプ望遠鏡。観測時は側面をシート等で遮光する。

### 2.1.2 現行大気蛍光望遠鏡との比較

プロトタイプ望遠鏡の性能を評価するため，TA 実験で用いられている大気蛍光望遠鏡 (TAFD)[9] とプロトタイプ望遠鏡のスペックの比較を表 2.2 に示す。

集光部は TAFD が 18 枚の正 6 角形鏡による口径 3.3 m の複合放物面鏡であるのに対し，プロトタイプ望遠鏡は口径 1 m の大型フレネルレンズである。集光部の有効面積から考えると，望遠鏡の集光量はプロトタイプ望遠鏡が TAFD の 15% になる。しかし，反射系で望遠鏡を組む場合受光部が鏡の前に設置されるため，受光部が視野の一部を隠してしまう。よって，単位面積当たりの集光率はフレネルレンズの方が良いことになる。

受光部は TAFD がハニカムアレイ状に並んだ 256 本の 60 mm 光電子増倍管であるのに対し，プロトタイプ望遠鏡は 1 本の 203 mm 光電子増倍管である。受光部がアレイ状になっていることの利点としては，空気シャワーの左右方向への傾きを測定できる点がある。これは空気シャワーの発達に応じて光の集光点が受光部にトラックを描くように移動するからである。離れた地点にある 2 台以上の望遠鏡

で空気シャワーが観測されれば，受光部のトラック情報のみで空気シャワーの到来方向を決定できる．傾きの測定精度はアレイが細かいほど良くなるので，2箇所のTAFDで同じ空気シャワーが観測されれば， $1^\circ$ 以下の精度で空気シャワーの到来方向を決定できる．プロトタイプ望遠鏡ではアレイ状ではなく1本の光電子増倍管を使うので，空気シャワーの発達による光量の変化は測定できるが，単体での到来方向測定は難しい．現在は，複数台のプロトタイプ望遠鏡で同じ空気シャワーを観測し，時刻情報等から到来方向を決定できるか検討中である．

TAFDは構造物を支えるために鉄骨を用いているのに対し，プロトタイプ望遠鏡では汎用のアルミフレームを用いている．これは，軽量なフレネルレンズを集光部に用いているため実現した．

建設コストはTAFDが1台2000万円程度であるのに対し，プロトタイプ望遠鏡は100万円程度である．また，TAFDは建屋を必要とするためその分の建設コストも必要だが，CRAFTTの望遠鏡は建屋を必要としない望遠鏡を目指しているためその分の建設コストも節約できる．

	現行大気蛍光望遠鏡	プロトタイプ望遠鏡
集光部	複合放物面鏡：有効面積 $6.8 \text{ m}^2$	フレネルレンズ：有効面積 $1.0 \text{ m}^2$
受光部	60 mm 光電子増倍管：256本	203 mm 光電子増倍管：1本
骨格	鉄骨	アルミフレーム
建設コスト	約2000万円	約100万円

表 2.2 現行の大気蛍光望遠鏡とプロトタイプ望遠鏡のスペック比較.

## 2.2 プロトタイプ望遠鏡構成パーツのスペック測定

望遠鏡のスペックを評価するために検出器シミュレーションを行う必要がある．そこで，プロトタイプ望遠鏡構成パーツ毎の詳細なスペックを測定する．

### 2.2.1 フレネルレンズ・紫外光透過フィルタの透過率測定

宇宙線による大気蛍光は，フレネルレンズ・紫外光透過フィルタを透過して光電子増倍管によって電気信号に変換される．よって，検出器シミュレーションにはフレネルレンズ・紫外光透過フィルタの透過率が必要になる．各パーツのスペックシートには透過率が記載されているが，個体差があることを考慮して透過率を測

定した。透過率測定には理化学研究所の透過率測定器 (図 2.14) を使用した。透過率測定器は Ocean Optics 社製の Deuterium 光源 (DT-MINI-2-GS) と、分光器 (USB4000) で構成されている。Deuterium 光源は 200 nm から 2000 nm の連続したスペクトルを持つ安定した光を出力できる。分光器は波長が 200 nm から 1100 nm までの光を 10 nm の分解能で測定できる。測定対象はインラインフィルタホルダ (FHS-UV) で保持する。光源からの光は、ファイバーを通してインラインフィルタホルダに入射し、測定対象を透過してファイバーで分光器に導かれる。

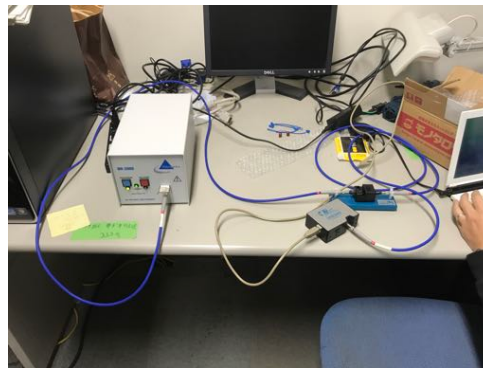


図 2.14 フレネルレンズ・紫外光透過フィルタの透過率測定器。左の装置が Deuterium 光源，右下の装置が分光器，右上の装置がインラインフィルタホルダ。

望遠鏡に使うフレネルレンズは一辺が 1 m と長いので、インラインフィルタホルダに設置できない。そこで、透過率測定にはフレネルレンズと同じ素材で一辺が 10 cm の平板 (レンズサンプル) を用いた。透過率の位置依存性を考慮し、測定点は測定対象の 4 つの角とした。レンズサンプルの透過率を図 2.15 に、紫外光透過フィルタの透過率を図 2.16 に示す。大気蛍光の波長は 300 nm から 400 nm なので、大気蛍光に関する透過率はレンズサンプルが 90 % 程度、紫外光透過フィルタが 80 % 程度であった。



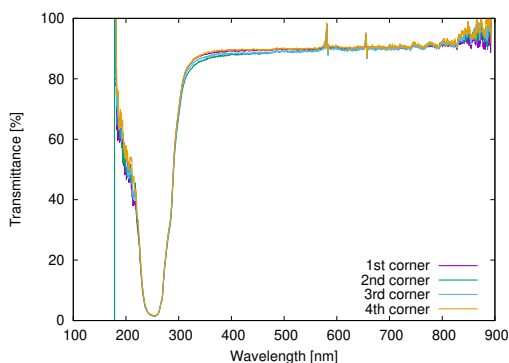


図 2.15 レンズサンプルの透過率

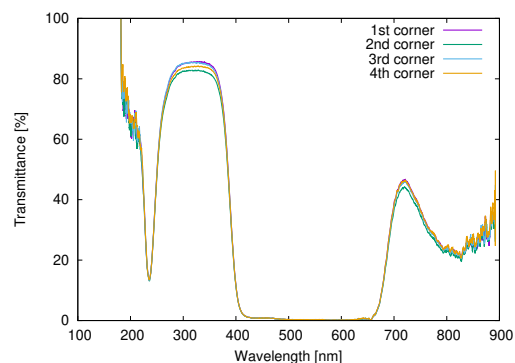


図 2.16 紫外光透過フィルタの透過率

## 2.2.2 光電子増倍管の利得線型性・利得個体差測定

光電子増倍管の性能には個体差があるため、検出器シミュレーションと実データを精度良く比較するためには実データを測定した際に使用した光電子増倍管の性能を評価する必要がある。そこで、光電子増倍管の性能に関する理解を深めるため、光電子増倍管の利得線型性・利得個体差を測定した。

光電子増倍管の利得に関する測定を行う際には、測定毎に同じ光量を光電子増倍管に照射する必要がある。そこで、光量の変化が少ない光源として YAP パルサー (図 2.17) を用いた。YAP パルサーは  $\text{YAIO}_3:\text{Ce}$  製シンチレーターと小さな  $\alpha$  線源で構成される。 $\alpha$  線がシンチレーターを通過すると波長が 350 nm 程度、パルス幅が 40 ns 程度の紫外光を発する。紫外光の光量は温度依存性が少なく経年劣化によっても変化しにくいいため、TA 実験大気蛍光望遠鏡の光電子増倍管利得の経年劣化を測定するために光電子増倍管の感面に貼り付けてある。

利得の線型性を測定するために、光電子増倍管感面の中心付近に YAP パルサーを貼り付け、光電子増倍管に印可する高電圧を変化させて出力の積分値を比較する。YAP パルサーを感面に貼り付けて得られた信号の一例を図 2.18 に示す。

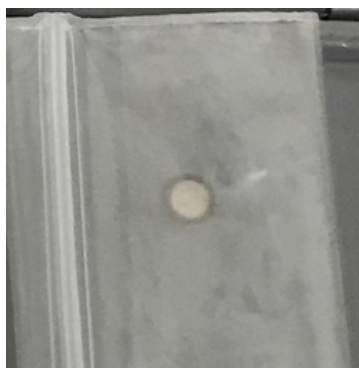


図 2.17 YAP パルサー. 直径 4 mm ,  
厚み 1 mm の円柱型.

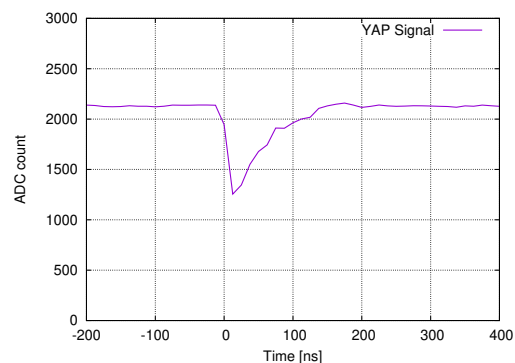


図 2.18 YAP パルサーの信号

光電子増倍管の利得は、信号の積分値で評価する。積分値を計算する際には、トリガー時刻までの信号の平均値をベースラインと考え、トリガー時刻以降の信号からベースラインを引いて積分する。

利得の線型性を図 2.19 に示す。光電子増倍管の個体差を確認するために、同じ型の光電子増倍管を 2 つ用いて測定を行った。光電子増倍管には 650 V から 1400 V まで 150 V 刻みで印可した。測定データは印可電圧毎に 1000 データ記録し、積分値の平均値を計算した。エラーバーには 1000 データの積分値の標準偏差を使用した。この結果より、印可電圧 1100 V 程度までの利得の対数は線形に増加することが示唆された。1250 V 以上は利得の増加率が減少しているように見えるが、これは光電子増倍管がサチュレーションを起こしている可能性がある。

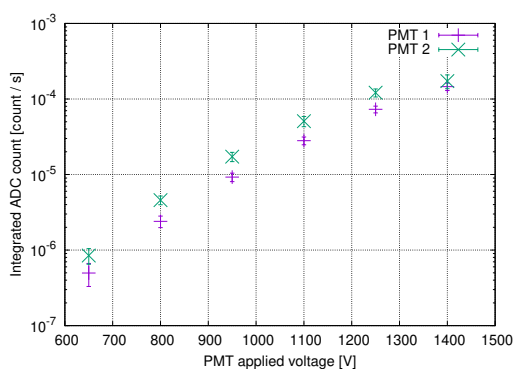


図 2.19 光電子増倍管の利得線型性

線型性測定結果より、同じ型の光電子増倍管でも利得に差があることが確認できた。そこで、上記の YAP パルサーを用いて光電子増倍管の個体差を評価した。測定には同じ型の光電子増倍管 (PMT1, PMT2) を用いた。測定の際には YAP パ



ルサーを光電子増倍管の感面中央付近に貼り付けるが、光電子増倍管の感面不均一性が測定に影響する可能性がある。そこで、光電子増倍管の感面中央付近に1辺が38 mmの正方形の目印をメンディングテープでつけ、その範囲内に無作為にYAPパルサーを貼り付けての光量測定を50回繰り返す。目印をつけた光電子増倍管を図2.20に示す。



図 2.20 メンディングテープで感面中央付近に目印をつけた光電子増倍管

光電子増倍管には1100 Vを印可し、高圧電源の安定性を考慮して高電圧を印可して30分後から測定を開始した。2つの光電子増倍管の利得個体差を図2.21に示す。測定データは測定点毎に1000データ記録し、積分値の平均値を計算した。エラーバーには1000データの積分値の標準偏差を使用した。測定点のうちPMT2の23,37,38回目では測定機器の異常により測定データの一部が欠損していたため、1000データより少ないデータを用いて利得を計算している。この結果より、光電子増倍管の利得に個体差があることが確認できた。各光電子増倍管について、測定点ごとに得られた積分値平均値を50回分平均すると、PMT1は $2.55 \times 10^{-5} \pm 0.06 \times 10^{-5}$ 、PMT2は $3.37 \times 10^{-5} \pm 0.11 \times 10^{-5}$ であり、PMT1の利得はPMT2に対して24%小さかった。検出器シミュレーションには利得の絶対値が必要なので、光子1個が光電子増倍管に入射した際の光電子増倍管出力を測定する絶対利得測定を今後行う必要がある。

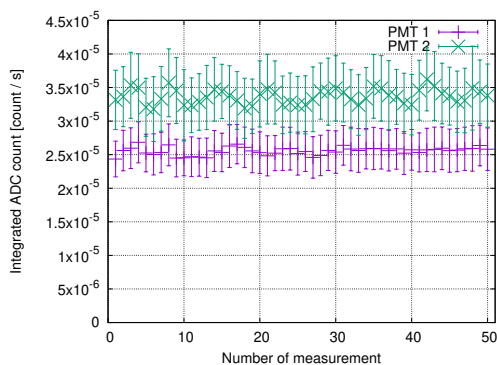


図 2.21 2つの光電子増倍管の利得個体差

### 2.2.3 光電子増倍管の感面不均一性測定

光電子増倍管の感面に光子が入射すると、光電効果により光電子増倍管内部に光電子が発生する。光子1個が感面に入射した際に光電子が発生する割合を量子効率といい、量子効率が高いほど高感度な光検出器であるといえる。また、感面で発生した光電子は収束電極によって光電子増倍管の電子増幅部に引き寄せられ、電子増幅部に入射した光電子が増幅されて出力される。光電子が電子増幅部に入射する割合を収集効率という。量子効率・収集効率・電子増幅部の増幅率を掛け合わせたものが光電子増倍管の利得であるが、量子効率・収集効率は光子が感面のどの位置に当たったかによって変動する可能性がある。そこで、量子効率と収集効率の感面位置依存性を感面の不均一性と考え、測定を行った。

測定の際には、感面の様々な位置に YAP パルサーを貼り付けて、出力波形の積分値から利得を計算する。YAP パルサーの貼り付け位置は、光電子増倍管感面の中央を中心とした円を 16 分割する線上とし、各線について等間隔に 6 点とした。YAP パルサーを貼り付ける目印を貼った光電子増倍管を図 2.22 に示す。

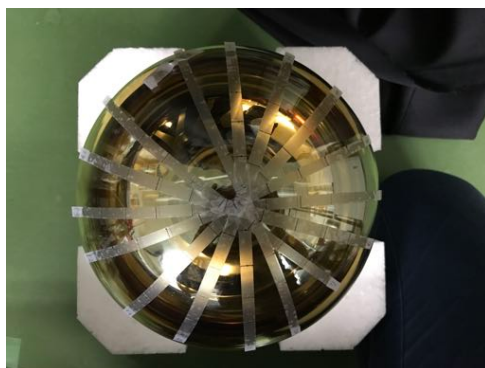


図 2.22 メンディングテープで目印をつけた光電子増倍管

光電子増倍管には 1100 V を印可し，高圧電源の安定性を考慮して高電圧を印可して 30 分後から測定を開始した。また，測定点を変更する際も高電圧は印可したまま作業を行なった。各測定点における積分値の平均値を図 2.23 に示す。

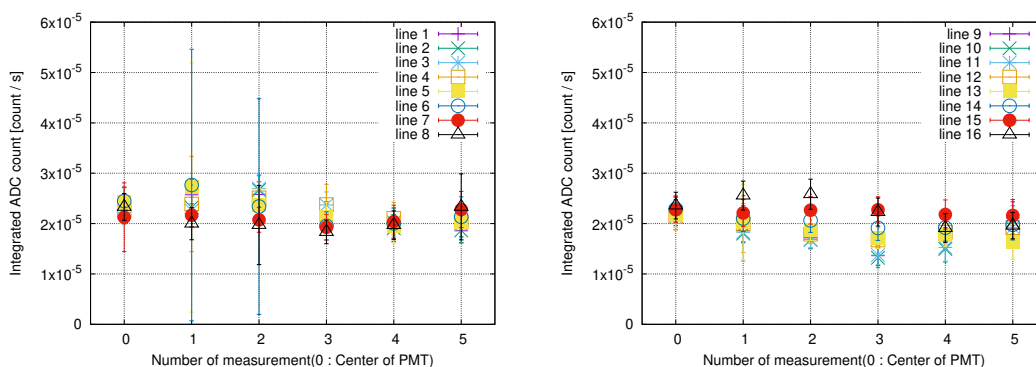


図 2.23 各測定点における積分値の平均値。左図が光電子増倍管の右半分，右図が光電子増倍管の左半分を示す。

光電子増倍管の中央（各線の 0 番）の積分値はエラーバーの範囲で一致しているが，その他の測定点ではエラーバーの範囲で一致しない点があり，感面の不均一性があることが示唆された。line 5 の 2 点目など，エラーバーが他に比べて大きい点があるが，生波形を見てみると振幅が非常に大きいパルスが記録されていた。ただし，波形の形状は YAP パルサーの波形に似ていたため，今回の解析では解析対象から除かなかった。

感面の不均一性を見やすくするため，カラーマップで図 2.24 に示す。各測定線の 0 番は同じ点を測定しているのので，この点の利得を 1 として正規化した。

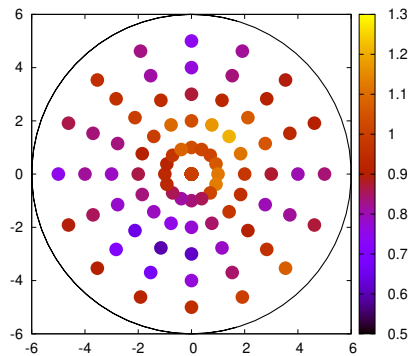


図 2.24 光電子増倍管の感面不均一性カラーマップ

カラーマップより、感面の右上付近の利得が高く、左下付近の利得が低いことが示唆された。利得の高い位置と低い位置が対角にあるのは、電子増幅部の入り口の向きに起因している可能性がある。この測定では YAP パルサーを固定する位置を人の手で決めているため、位置の誤差が測定結果に大きく影響する可能性がある。よって、検出器シミュレーションに感面の不均一性を反映するためには、専用の治具を用いて正確な位置に光源を固定して不均一性を測定するのが望ましい。

## 2.3 プロトタイプ望遠鏡による宇宙線試験観測

プロトタイプ望遠鏡で宇宙線が観測できるかを確認するため、2016年11月に擬似空気シャワー観測を、2017年3月に宇宙線試験観測を、米国ユタ州の TA 実験サイトにて行った。

### 2.3.1 プロトタイプ望遠鏡による擬似空気シャワー観測

TA 実験サイトには、TAFD の校正のために擬似空気シャワーを発生させる Central Laser Facility (CLF) [10] がある。CLF は波長 355 nm のレーザーを垂直に打ち上げる設備であり、レーザーの散乱光を擬似的な空気シャワーによる大気蛍光とみなす。レーザーのエネルギーは 4 mJ 程度であり、散乱光量は  $10^{20}$  eV の空気シャワーによる大気蛍光量に相当する。TA 実験サイト内の TAFD と CLF の位置関係を図 2.25 に示す。CLF は TAFD 同士の相対ゲイン測定に用いられるため、各 TAFD から約 20 km の位置に設置されている。

2016年11月に、TA 実験サイトの Black Rock Mesa (BRM) FD ステーションにプロトタイプ望遠鏡を設置し、擬似空気シャワー観測を行った。観測の際には

BRM ステーション内のコンクリートパッド上にプロトタイプ望遠鏡を設置し、望遠鏡方位角は CLF の方向に合わせ、望遠鏡仰角は  $9^\circ$  とした。光電子増倍管には 1250V を印可し、光電子増倍管の出力はアンプで 17.2 倍に増幅した。夜光による高周波ノイズを軽減するため、アンプで増幅した信号は 15 MHz カットオフのローパスフィルタを通し、オシロスコープで記録した。信号の記録タイミングは、TAFD と同期した。

擬似空気シャワー信号の 1 波形を図 2.26 に、136 波形の平均波形を図 2.27 に示す。図 2.27 を見ると、鋭いたち下りが見えるが、これはレーザーが雲に当たり強く散乱したことによると考える。しかし、鋭いたち下りの前にも信号が見えているため、レーザーが雲に当たる前の散乱光も見えている。この散乱光量は晴れの日と同様であると考えられるので、プロトタイプ望遠鏡は晴れの日でも擬似空気シャワーを観測できる。この光は図 2.26 の 1 波形でも確認できるため、プロトタイプ望遠鏡は 20 km 先に  $10^{20}$  eV の空気シャワーが発生した場合観測できる。

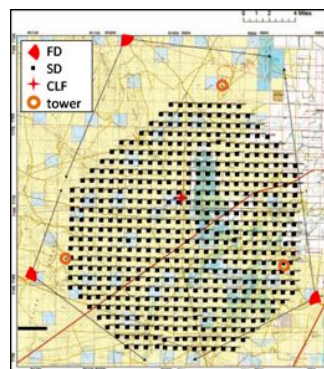


図 2.25 TA サイト内の TAFD と CLF の位置関係

### 2.3.2 プロトタイプ望遠鏡による宇宙線試験観測

プロトタイプ望遠鏡で擬似空気シャワーが観測できたことを受け、2017 年 3 月に宇宙線試験観測を行った。観測場所は擬似空気シャワー観測時と同様に TA 実験サイトの BRM ステーション内のコンクリートパッド上とし、方位角・仰角は TAFD の望遠鏡 6 番に合わせた。設置したプロトタイプ望遠鏡を図 2.28 に示す。信号の記録タイミングは TAFD に同期するため、望遠鏡 6 番の視野内で空気シャワーが発生すればプロトタイプ望遠鏡でも同時に観測できる。光電子増倍管には 1250V を印可し、光電子増倍管の出力はアンプで 17.2 倍に増幅した。夜光による高周波ノイズを軽減するため、アンプで増幅した信号は 15 MHz カットオフのロー

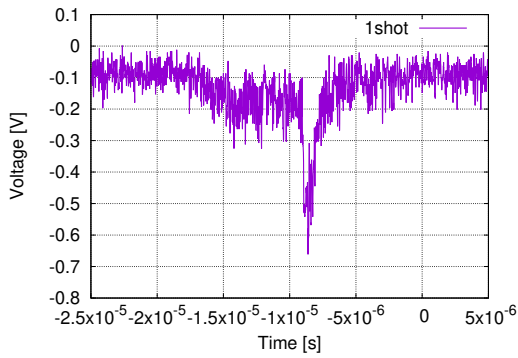


図 2.26 擬似空気シャワー信号 (1 波形)

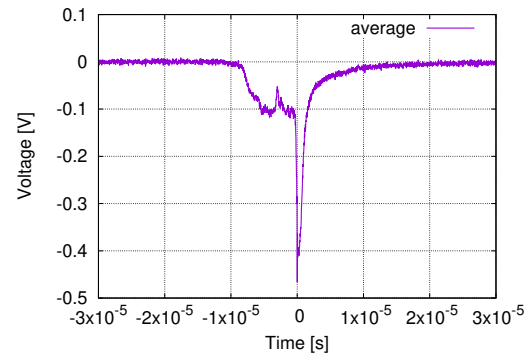


図 2.27 擬似空気シャワー信号 (136 波形の平均波形)

パスフィルタを通し、オシロスコープで記録した。

2 日間で 13 時間観測を行い、65520 個のデータを記録した。その中から宇宙線イベントを探索した結果、宇宙線イベント候補が 3 事象見つかった。宇宙線イベント候補事象を図 2.29 に示す。これらは時間幅が  $1 \mu\text{s}$  程度と短いので、望遠鏡の近い位置で空気シャワーが発生した可能性がある。

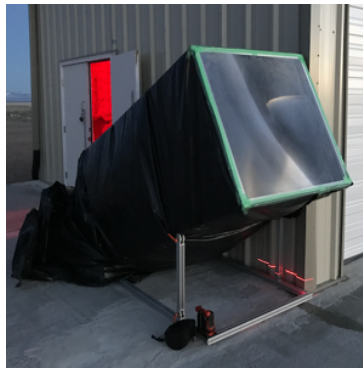


図 2.28 コンクリートパッド上に設置したプロトタイプ望遠鏡

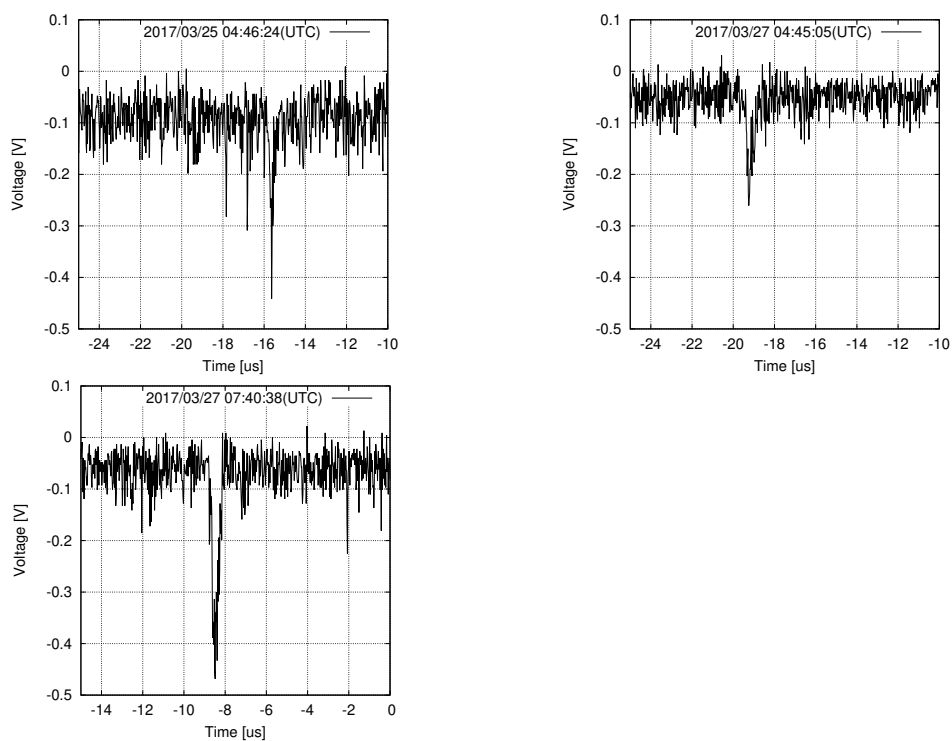


図 2.29 プロトタイプ望遠鏡による宇宙線試験観測にて得た宇宙線イベント候補事象



## 第3章

# 新型望遠鏡を用いた長期宇宙線 観測

第2章で報告した擬似空気シャワー観測と宇宙線試験観測により、プロトタイプ望遠鏡で宇宙線観測が可能であることが示唆された。宇宙線試験観測では宇宙線イベント候補事象が3事象確認されたが、各事象が発生した正確な時刻が記録されていなかったため TAFD の観測データと比較するのは難しく、候補事象が本当に宇宙線によるものであるかを断定できなかった。また、13時間の観測で宇宙線イベント候補が3事象見つかったので、長時間観測することでより多くの宇宙線イベント候補事象を観測できることが期待される。そこで、2017年の9月から11月にかけて、プロトタイプ望遠鏡から設計を一部変更した4台の新型望遠鏡を BRM スターションに設置し、長期間の宇宙線観測を行った。本章では、プロトタイプ望遠鏡からの設計の変更点・長期宇宙線観測に関して報告する。

### 3.1 長期宇宙線観測に向けた設計変更

#### 3.1.1 集光部

長期観測に向けて、望遠鏡の可観測距離を伸ばすためにフレネルレンズの大きさを変更した。可観測距離は望遠鏡の集光量に依存するため、レンズの有効面積が広いほど多くの光を集められるようになり、遠くまで観測できるようになる。プロトタイプ望遠鏡で使用していたフレネルレンズは正方形だったが、これは長方形のレンズを切り出してできている。よって、切り出す前の長方形フレネルレンズを用いることでフレネルレンズのコストを上げずにレンズの有効面積を広げられる。従



来の正方形レンズで月光を集光した際の焦点面の様子と、新しい長方形レンズで30 m先の街灯の光を集光した際の焦点面の様子を図 3.1 に示す。スポットサイズは20 mm以下であり、スポットの周りに十字の集光が見られる。この十字の集光はフレネルレンズの角部分によって起きるが、正方形レンズ・長方形レンズで共に起きているため、長方形レンズに替えたことによるものではない。面積が増えたことによって風によるレンズのたわみも大きくなると考えられるので、レンズを設置する面に縦に2本のアルミフレームを追加した。レンズの全面にも2本のコの字型アルミチャンネルを設置し、追加した2本のアルミフレームとアルミチャンネルでレンズを挟み込むことでたわみを防止した。

長期観測では4台の望遠鏡を屋外に設置するため、昼間に光学系を太陽光から保護する必要がある。現在使用しているフレネルレンズは元々は太陽炉を作るための太陽光集光用に販売されており、レンズを太陽に向けた場合焦点の温度は1000 °Cを超える。そのため、レンズに光が入らないようにするか、レンズに入った光が焦点を結ばないようにする機構が必要になる。そこで、レンズの内側にロールカーテンを設置し、カーテンがレンズに沿うような機構を実装した。図 3.2 にロールカーテンによる遮光の様子を示す。観測時間外は図のようにカーテンを降ろすことで、レンズによって屈折した太陽光がカーテンに当たり、焦点を結ぶことを防ぐ。白色のカーテンは光を反射するため、布が熱を吸収して熱くなりレンズに悪影響を及ぼす可能性は低い。



図 3.1 左が従来の正方形レンズで月光を集光した様子，右が新しい長方形レンズで街灯の光を集光した様子。



図 3.2 ロールカーテンによる遮光の様子。右図のロールカーテンの左右についているアルミパーツはロールカーテンをレンズに沿わせるためのアルミチャンネルで、ロールカーテンのウェイトバーがアルミチャンネルの溝に沿って動く。

### 3.1.2 受光部

プロトタイプ望遠鏡の PMT 架台設計では、視野絞りと光電子増倍管の間に隙間があるため視野絞りを抜けた光が光電子増倍管に入射しない可能性がある。そこで、PMT 架台の設計を視野絞りと光電子増倍管に隙間が空かないように変更した。変更後の PMT 架台設計図と構成物の設置イメージを図 3.3 に示す。PMT 架台は視野絞りの位置がフレネルレンズの焦点距離になるように設置する。

プロトタイプ望遠鏡では調節レンズホルダーを用いて光電子増倍管をアルミフレームに設置していたが、調節レンズホルダーは3点で光電子増倍管を支えるため光電子増倍管の向きが不確定になる。そこで、光電子増倍管の保持具を Edmund Optics 社製のバータイプレンズホルダーに変更した。バータイプレンズホルダーは円形のパーツの軸を合わせて固定できるため、2つ用いることで光電子増倍管の向きを決定できる。

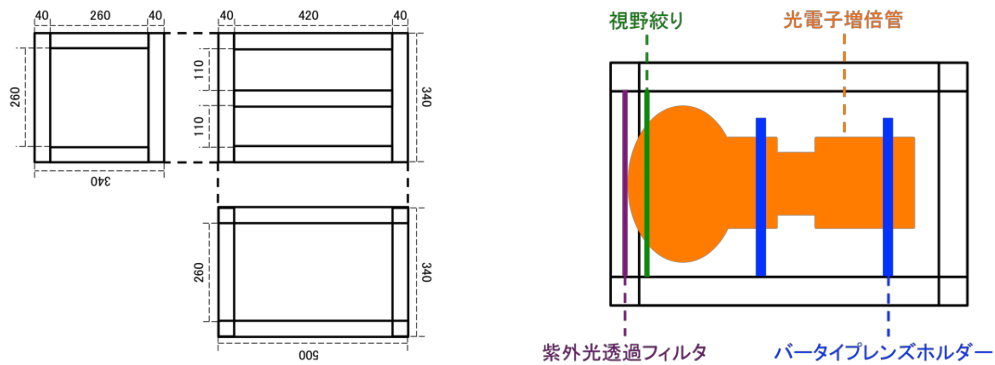


図 3.3 設計変更後の PMT 架台の設計図と構成物の設置イメージ

### 3.1.3 骨格

骨格を成すアルミフレームは、レンズの形の変更に伴って横幅が長くなった。また、望遠鏡内での迷光の反射を防ぐため、表面が黒アルマイト加工されているアルミフレームに変更した。黒アルマイト加工されたアルミフレームを図 3.4 に示す。黒アルマイト加工はアルミニウムの表面を酸化させる加工で、耐腐食性が向上する。

長期観測ではコンクリートパッドではなく、砂利の上に望遠鏡を設置する。そこで、望遠鏡を水平に設置するために、望遠鏡脚部の四隅にレベラーを追加した。レベラーの高さを調整することで、地面の凹凸に関わらず望遠鏡を水平に保つことができる。使用したレベラーを図 3.6 に示す。

プロトタイプ望遠鏡は側面からの迷光を防ぐために黒いシートを巻きつけていたが、長期間屋外に設置するためには雨風や石などの軽い衝撃に耐える外装が必要になる。そこで、新型望遠鏡は側面にガルバリウム鋼板を使用する。ガルバリウム鋼板は鉄板にアルミ亜鉛合金をメッキした鋼板で耐腐食性に優れており、家屋の屋根・外壁などに使用される。使用したガルバリウム鋼板を図 3.5 に示す。

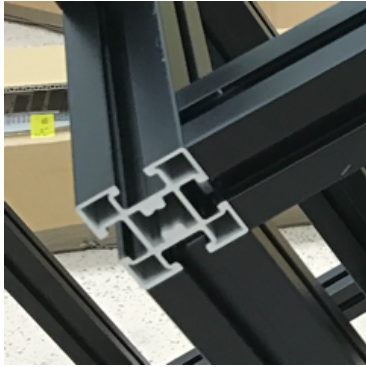


図 3.4 黒アルマイト加工されたアルミフレーム



図 3.5 ガルバリウム鋼板

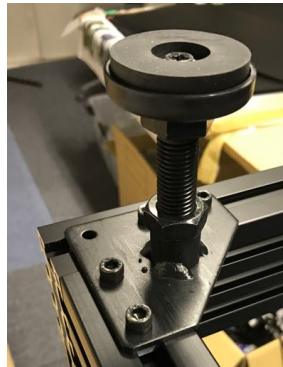


図 3.6 レベラー

### 3.1.4 エレクトロニクス

宇宙線観測を行う際には、TAFD と同期して信号を記録する。観測したデータを宇宙線と断定するには同時刻に TAFD で観測されたデータと比較する必要がある。そのためには新型望遠鏡が信号を記録した正確な時刻情報が必要になる。FADC ボードの内部時刻を記録することはできるが、気温等による内部クロック周波数の変化などで不定性が大きくなると、観測データの 1 対 1 対応が難しくなる。そこで、FADC ボードに GPS を接続し、GPS からの PPS 信号を用いて正確なタイムスタンプを記録した。GPS は Linx Technologies 社製の EVM-GPS-F4 を使用した。Cosmo-Z に接続されている EVM-GPS-F4 を図 3.7 に示す。EVM-GPS-F4 への給電は駆動用回路を通じて Cosmo-Z から行う。

タイムスタンプは Cosmo-Z 内の 2 種類のレジスタから成る。1 つは UNIX 時間

を記録するレジスタであり，GPS からの PPS 信号の立ち上がり同期してカウントアップする．PPS 信号は正確に秒の始まりに立ち上がるので，一度 UNIX 時間レジスタに正確な UNIX 時間を代入すれば，GPS が接続されている間は正確な UNIX 時間を保持する．正確な UNIX 時間は観測開始時に NTP サーバから得る．

もう1つは秒未満の時間を記録するレジスタで，Cosmo-Z のクロックに同期してカウントアップする．秒未満レジスタの値を1秒間のクロック数で割ると，10ナノ秒までの時刻が得られる．1秒間のクロック数は温度等によって変化するため，GPS からの PPS を用いて毎秒のクロック数を記録し，タイムスタンプ計算時は直前の1秒間のクロック数で秒未満レジスタを割る．

長期観測では4台の望遠鏡を運用するので，4本の光電子増倍管に高電圧を印加する必要がある．そこで，High Voltage Distributor を用いて高圧電源からの高電圧を分配する．High Voltage Distributor を図 3.8 に示す．この装置は高電圧を最大12ch に分配でき，各 ch の出力電圧はつまみによって微調整できる．



図 3.7 Cosmo-Z に接続されている EVM-GPS-F4

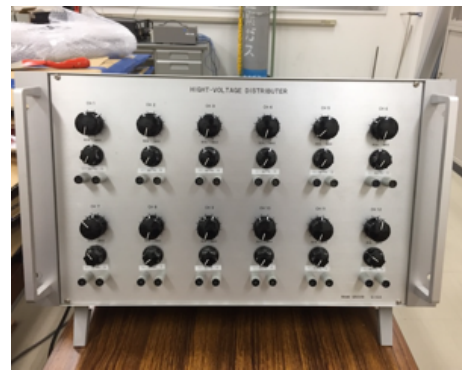


図 3.8 High Voltage Distributor

## 3.2 新型望遠鏡製作・設置

日本で望遠鏡を製作し完成品を米国へ輸送することは装置の安全性を考えると難しい．そこで，米国ユタ州の TA 実験作業施設に新型望遠鏡の部品を輸送し，望遠鏡を製作した．製作は以下の順に行った．

1. アルミフレームを組み立てる (図 3.9).
2. 防水のため黒いプラシートをアルミフレームに巻きつける (図 3.10).
3. 黒いプラシートの上からガルバリウム鋼板を固定する (図 3.11).



4. 望遠鏡前面にレンズ・ロールカーテンを取り付ける (図 3.12).
5. 仰角固定用アルミフレームを取り付ける (図 3.13).
6. 光電子増倍管・紫外光透過フィルタを望遠鏡内部に設置する.

工程4のレンズ取り付けまではBRMステーションから40kmほど離れた作業場で行った。部品は全て人が持てる程度の重さであり、2人作業で2日に1台のペースで工程4まで行った。レンズを取り付けた望遠鏡はピックアップトラックを用いてBRMステーションへ輸送した。BRMステーションの望遠鏡設置場所は砂利が敷いてあり、長期間望遠鏡を置いておくとレベラーが地面に沈む可能性があったため、薄いコンクリートブロックを設置しその上に望遠鏡を設置した。各コンクリートブロックの高さは、可視光レーザを用いて1cm精度で合わせた。

望遠鏡に仰角固定用フレームを取り付けたのちに、望遠鏡をワイヤーとペグで地面に固定した。固定された望遠鏡の様子を図3.14に示す。ワイヤーは望遠鏡脚部の角4点と、レンズ面の上角2点の合計6点から地面へ張った。ワイヤーは長さを微調整できるので、望遠鏡が水平に設置されるよう水平器で角度を測りながら各ワイヤーの長さを調整した。



図 3.9 組み立てたアルミフレーム



図 3.10 黒いプラシートを巻いた望遠鏡



図 3.11 ガルバリウム鋼板を固定した望遠鏡



図 3.12 レンズ・ロールカーテンを取り付けた望遠鏡

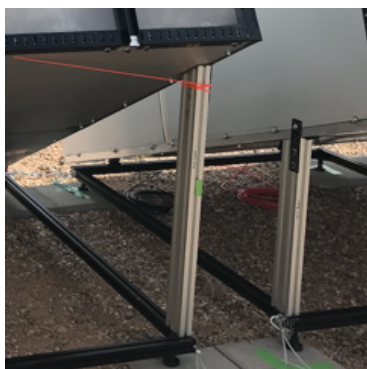


図 3.13 仰角固定用フレームを取り付けた望遠鏡



図 3.14 ワイヤーとペグによる望遠鏡固定の様子

設置が完了した4台の望遠鏡を図3.15に示す。以下の文では、図の一番右の望遠鏡をTel.#1、左に行くに従いTel.#2, Tel.#3、一番左の望遠鏡をTel.#4と呼称する。



図 3.15 設置が完了した 4 台の新型望遠鏡. 一番右から, Tel.#1, Tel.#2, Tel.#3, Tel.#4 と呼ぶ.

設置した 4 台の新型望遠鏡の視野と, TAFD の視野の重なるイメージを図 3.16 に示す. 4 台のうち Tel.#1, Tel.#3, Tel.#4 は仰角が  $28^\circ$  であり, Tel.#2 は仰角が  $20^\circ$  である. 1 台の新型望遠鏡の視野は  $8^\circ$  なので, 2 種類の仰角の新型望遠鏡で垂直方向の視野が  $16^\circ$  から  $32^\circ$  になる. これは TAFD の上視野望遠鏡の垂直方向の視野とほぼ等しい. TAFD の上視野望遠鏡に視野を合わせた理由は, 宇宙線の検出数を増やすためである. 宇宙線による空気シャワーは, 宇宙線のエネルギーが低いほど標高が高い位置で発達する. よって, 望遠鏡の仰角を高くすることで, 到来頻度の高い低エネルギー宇宙線による空気シャワーを観測できる. 新型望遠鏡の視野が  $2 \times 2$  のアレイ状では無く T 字型な理由もそこに由来する. 縦に 2 つの視野を並べた理由は, CLF のレーザー散乱光を観測するためである.

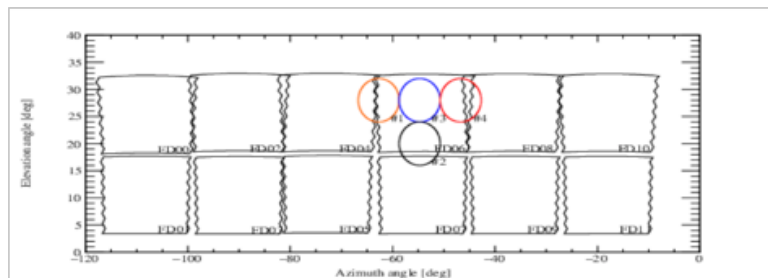


図 3.16 BRM ステーションの TAFD と新型望遠鏡の視野の重なり. 図中の丸が新型望遠鏡の視野を表す.



### 3.2.1 望遠鏡の方位角合わせ

新型望遠鏡で観測したデータを TAFD で観測したデータと比較するためには、新型望遠鏡と TAFD の視野の重なりを知る必要がある。そこで、CLF のレーザー散乱光をもちいて新型望遠鏡の方位角を合わせた。

新型望遠鏡の受光面は円形なので新型望遠鏡の視野も円形になる。よって、望遠鏡の方位角が CLF 方向からずれるほど、レーザーが視野内を移動する時間が短くなり、観測光量も少なくなる。また、正対する方向から角度を左右に同じだけずらすと、観測光量は左右で同様に減少する。CLF を用いて望遠鏡の方位角を測定する方法は2種類はある。1つは CLF のレーザー光が観測できる限界の角度を測定しその角度を視野角の端とする方法であり、もう1つは左右で同程度の光量を測定できる角度の組を見つけ、その中心を CLF 方向とする方法である。前者の方法では光電子増倍管の感面の端に集光した際の観測データを用いるため、光電子増倍管の感面の不均一性が結果に影響する可能性がある。よって望遠鏡の方位角合わせには後者の方法を用いた。

観測の際には基準となる方位角が必要なので、コンパスなどで大まかな方位角を測定し、そこを基準位置として望遠鏡を設置した。CLF は TAFD を校正するために30分間隔で300発ずつ撃たれるため、1種類の方位角を測定したのち方位角を変更する、という作業を繰り返す。観測したデータは方位角ごとに観測光量の平均を計算する。観測した光量の変化を3.17に示す。この結果より、左に $3.00^\circ$ 、右に $2.25^\circ$ 回転させた際の観測光量が同程度であると考え、左に $0.38^\circ$ 回転させた際の方位角が CLF 方向であるとした。

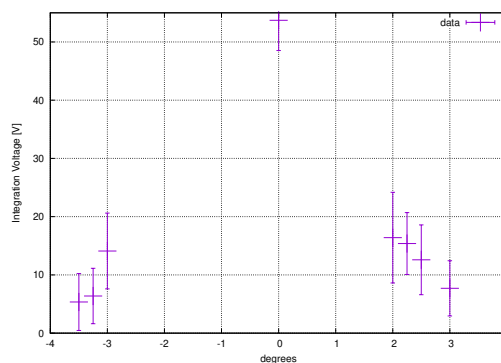


図 3.17 望遠鏡の方位角ごとの観測光量。0° が基準位置を表す。

### 3.2.2 望遠鏡の相対ゲイン測定

各望遠鏡のゲインは、構成部品の個体差によって異なる可能性がある。そこで、4台の望遠鏡のゲインを揃えるため、望遠鏡の相対ゲイン測定を行った。

望遠鏡の相対ゲインは、同じ光源を観測した際の出力電圧積分値から分かる。新型望遠鏡は紫外光を観測することに特化した検出器であり光源は紫外光を発する必要があるため、測定には紫外光 LED(H2A1-H375-E) を用いた。望遠鏡のゲインはフレネルレンズや紫外光透過フィルタの透過率や、光電子増倍管の検出効率、構成部品の位置関係などに依存する。相対ゲインを測定する際には、同様の光を異なる望遠鏡のレンズ面に入射することが求められる。そこで、紫外光 LED をレンズの中心に、レンズに対して正対するように貼り付けた(図 3.18)。紫外光 LED にはファンクションジェネレータで生成したパルス電圧を入力する。星などによる夜光の不均一性が相対ゲインに影響することも考えられるので、LED をレンズに貼り付けた上から遮光用の布をかけて測定を行う(図 3.19)。また、LED の光量は温度に依存するため、冬の夜間に行う測定では相対ゲインに大きく影響することが考えられる。温度は測定時間が長くなるほど大きく変化するので、測定を短時間で行う必要がある。よって、測定する順番を Tel.#1, Tel.#2, Tel.#3, Tel.#4, のように連続にするのではなく Tel.#1, Tel.#2, Tel.#1, Tel.#3, Tel.#1, Tel.#4, のように基準となる望遠鏡と交互に測定した。相対ゲインは Tel.#1 のゲインを 1 とし、Tel.#2 以降は直前に測定した Tel.#1 に対するゲインの比とする。望遠鏡のゲインは光電子増倍管のゲインに依存する。よって、望遠鏡の相対ゲインを測定する際には全ての光電子増倍管に同じ高電圧を印加する。この測定では、全ての光電子増倍管に 1250 V を印加した。

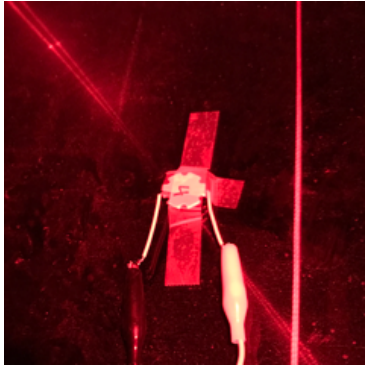


図 3.18 フレネルレンズ表面に貼り付けた紫外光 LED.      図 3.19 遮光用の布をかけた新型望遠鏡.

測定結果を図 3.20 に示す. LED はパルス電圧で駆動しているため、観測波形は矩形波になる. この矩形波を積分し、約 300 shot 分の積分値の平均値を用いて相対ゲインを計算した. 測定の再現性を確認するため、Tel.#1 から Tel.#4 までの一連の測定を 2 回行った. 測定結果より、最大で約 8.0 倍ものゲイン差があることがわかった.

このゲイン差を解消するために、光電子増倍管に印加する高電圧を望遠鏡ごとに変更した. 各望遠鏡に印加した電圧は以下ようになる.

Tel.#1 : 1240 V

Tel.#2 : 1169 V

Tel.#3 : 1240 V

Tel.#4 : 1450 V

これらの電圧を印加した状態で、再度相対ゲイン測定を行った結果を図 3.21 に示す. 測定結果より、約 8.0 倍あったゲイン差を最大 1.4 倍まで抑えることができた. この結果より、望遠鏡相対ゲイン差の主な原因は光電子増倍管のゲイン個体差によるものであることが示唆された. 各光電子増倍管のゲインを正確に測定することで、望遠鏡のゲイン差をより軽減できることが期待される.

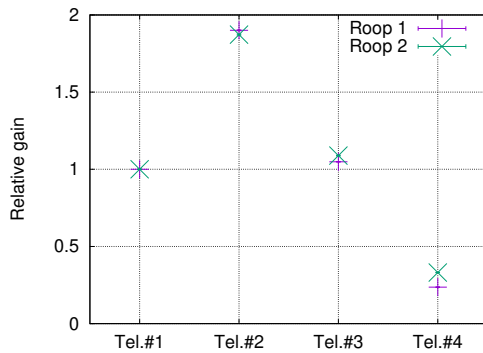


図 3.20 望遠鏡の相対ゲイン.

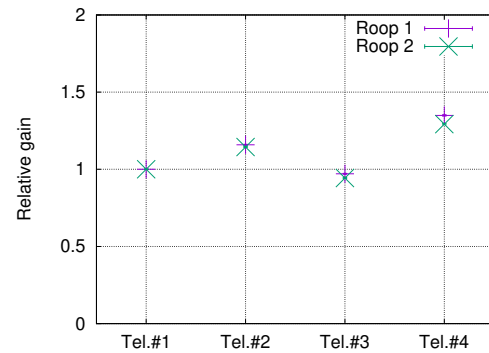


図 3.21 ゲイン調整後の望遠鏡相対ゲイン.

### 3.3 新型望遠鏡を用いた宇宙線観測

2017年9月中旬から新型望遠鏡の製作を始め、10月にTA実験サイトのBRMステーション内に4台の新型望遠鏡を設置し、11月から宇宙線観測を行った。TAFDでは装置トラブルで望遠鏡の保護装置が機能しなかった際の安全を考え、日の出の2時間前に観測を終了する。今回の長期観測ではTAFDと同期して信号を記録するため、TAFDが稼働していた時間のみ新型望遠鏡を運用した。11月の宇宙線観測では10日間で63時間23分の観測に成功し、556,255データを記録した。観測時間の推移を図3.22に示す。観測できる時間は日の入りから月の出まで、もしくは月の入りから日の出までである。よって、観測を始めた11月上旬は月の出が遅くなるにつれ観測時間が増加し、11月中旬は夜間に月が出ないため観測時間が最大になり、11月下旬は月の入りが遅くなるにつれ観測時間が減少する。11月14日や11月16日など観測時間が前後に比べて短い日は、悪天候等で観測を中止した日である。

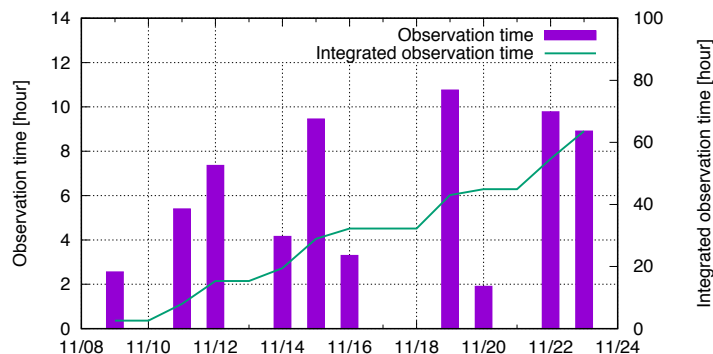


図 3.22 11 月の宇宙線観測の観測時間推移。緑線は合計観測時間を表す。

### 3.3.1 宇宙線観測方法

検出器の構成のブロックダイアグラムを図 3.23 に示す。

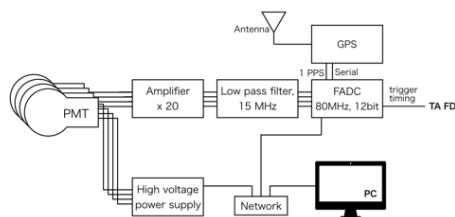


図 3.23 検出器の構成のブロックダイアグラム。

設置した望遠鏡には高圧電源を接続するためのケーブルと、光電子増倍管からの出力信号を伝送するケーブルが接続されている。エレクトロニクスは屋外に常に放置できる製品ではないので、宇宙線観測を行う際にはケーブルとエレクトロニクスを接続する必要がある。図 3.24 に望遠鏡に接続されたエレクトロニクスを示す。BRM ステーションの建屋からエレクトロニクスには、電源・ネットワーク・TAFD からのトリガー信号 (TAFD トリガー) を長いケーブルで伝送する。図 3.25 に RBM ステーションとエレクトロニクスをつなぐケーブルを示す。高圧電源と電圧アンプは NIM モジュールなので、NIM ビン電源から給電する。各望遠鏡には High Voltage Distributor で高圧電源からの高電圧を分配して供給するが、

前述の通り Tel.#4 のみ望遠鏡のゲインが低いので、より高い電圧を供給する必要がある。高圧電源にはチャンネルが2つあるので、Tel.#4 のみは高圧電源に直接接続し高い電圧を印加する。各望遠鏡からの出力は電圧アンプによって約 20 倍に増幅される。増幅された信号は 15 MHz カットオフのローパスフィルタを通じて FADC ボードに入力される。FADC ボードにはトリガーケーブルも接続されており、TAFD トリガーで各望遠鏡からの信号を記録する。トリガーした時刻は GPS からの PPS 信号を用いて正確に記録する。

FADC ボードはボードに積まれている Zynq チップによって制御される。Zynq チップでは Linux が動作するため、コマンドライン上でデータ収集プログラムを実行できる。FADC ボードにはネットワークケーブルが接続されているため、データ収集プログラムは BRM ステーションの建屋内から遠隔で操作した。また、観測が正常に行えているかを常に監視するため、トリガーレートと GPS からの時刻情報をモニターした。



図 3.24 設置されたエレクトロニクス。左から、High Voltage Distributor, NIM ビン電源, FADC ボード。



図 3.25 BRM ステーションとエレクトロニクスをつなぐケーブル。左から、電源, トリガー, ネットワーク。

### 3.3.2 タイムスタンプ精度測定

TAFD トリガーを用いてのデータ収集ができたので、新型望遠鏡の記録データに付随するタイムスタンプの精度を評価する。評価方法としては、TAFD の記録データに付随しているタイムスタンプとの時間差を用いる。TAFD のエレクトロニクスは最大 30 Hz で信号を記録できるため、記録データの時間間隔は最短で 33 ms である。時間差を計算する際には、33 ms よりも十分短い、 $100 \mu\text{s}$  以内に両方のタイムスタンプがあったデータを用いる。時間差のヒストグラムを図 3.26 に示す。

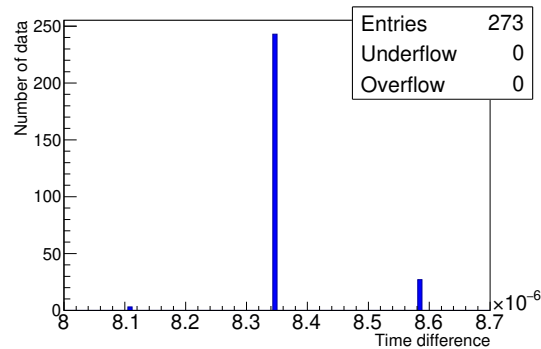


図 3.26 新型望遠鏡のタイムスタンプと TAFD のタイムスタンプの時間差.

これより、タイムスタンプの時間差は  $8.35 \pm 0.30 \mu\text{s}$  であることがわかった。遅延の原因としては、TAFD のエレクトロニクスがトリガーパルスを生成するのに必要な時間 ( $7.6 \mu\text{s}$ ) や、ケーブルを伝導する際の遅延が考えられる。TAFD 記録データの最短時間間隔を考えると、上記の精度でタイムスタンプを記録できれば新型望遠鏡の記録データと TAFD 記録データを一対一対応させられる。

### 3.3.3 擬似宇宙線観測

新型望遠鏡が正しく動作しているか調べるため、CLF からのレーザー散乱光が観測できているかを確認した。レーザー散乱光は Tel.#2 と Tel.#3 で観測できる。レーザーが撃たれる時刻は分かっているので、信号のトリガー時刻情報からレーザーを観測していることが期待される信号を抽出した。観測した 1 shot の波形を図 3.27 に、同時間帯の 133 shot を平均した波形を図 3.28 に示す。図 3.27 より、下視野 (Tel.#2) では 1 shot でもレーザー散乱光による信号が確認できる。また、図 3.28 より上視野 (Tel.#3) でもレーザー散乱光は観測されており、下視野での信号時間幅が  $15 \mu\text{s}$  程度、上視野での信号時間幅が  $20 \mu\text{s}$  程度であることがわかる。



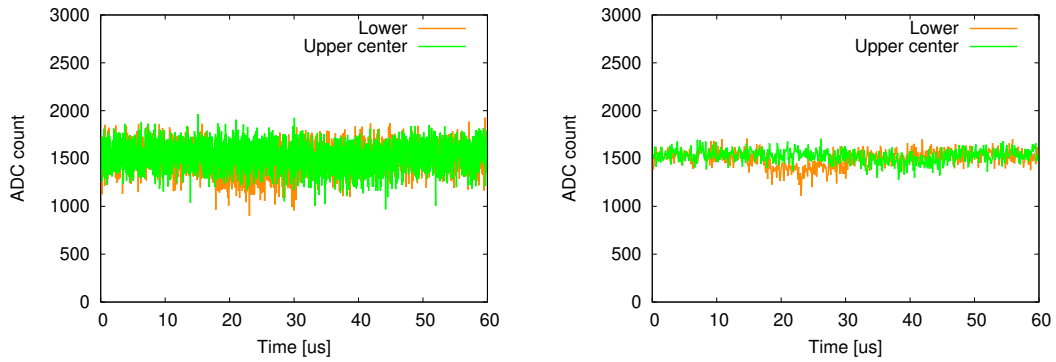


図 3.27 1 shot の CLF レーザー波形. 左の図が記録したデータ波形, 右の図が記録したデータを 100ns ごとにビンニングした波形.

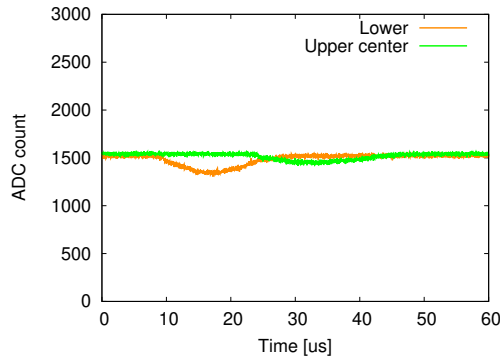


図 3.28 133 shot を平均した CLF レーザー波形.

望遠鏡の性能が期待通りかを確認するため, 新型望遠鏡が CLF に対して正対している場合の観測信号時間幅の期待値を計算する. CLF のレーザー散乱光を観測するイメージを図 3.29 に示す.

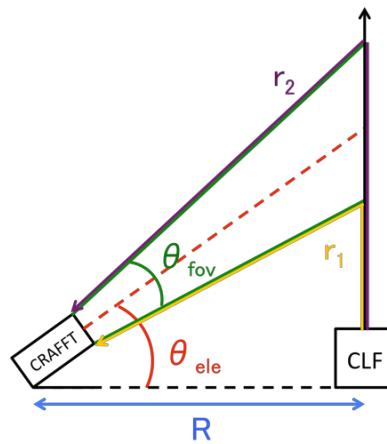


図 3.29 新型望遠鏡による CLF レーザー散乱光観測のイメージ

- $R$  : 望遠鏡と CLF 間の距離  
 $\theta_{ele}$  : 望遠鏡の仰角  
 $\theta_{fov}$  : 望遠鏡の視野角  
 $r_1$  : 望遠鏡の視野下端を通った場合の光路長  
 $r_2$  : 望遠鏡の視野上端を通った場合の光路長

CLF からは直上に紫外光レーザーが撃ち上げられ、大気中で散乱しながら直上に移動していく。大気中で散乱した光子は一様に広がっていくので、望遠鏡の視野内で散乱した光子の一部は望遠鏡に到達する。図 3.29 の  $r_1$  はレーザーが望遠鏡の視野に入った瞬間に散乱した光子が望遠鏡に届いた場合の光路長であり、 $r_2$  はレーザーが望遠鏡の視野から出る直前に散乱した光子が望遠鏡に届いた場合の光路長である。つまり、観測信号の立ち上がりは  $r_1$  を通った光子が望遠鏡に到達した時刻であり、観測信号の落ち下りは  $r_2$  を通った光子が望遠鏡に到達した時刻である。よって、観測信号の時間幅を  $T$ 、光速を  $C$  とすると、

$$T = \frac{r_2 - r_1}{C} \quad (3.1)$$

である。

次に望遠鏡の視野下端を通った場合の光路長  $r_1$  について考える。 $r_1$  は CLF からレーザー光散乱点の距離と、レーザー光散乱点から新型望遠鏡の距離に分割できる。ここで、CLF・レーザー光散乱点・新型望遠鏡の3点から成る三角形は、底辺の長さが  $R$  で1つの鋭角の角度が  $\theta_{ele} - \theta_{fov}/2$  である直角三角形である。した

がって、

$$r_1 = R \tan\left(\theta_{\text{ele}} - \frac{\theta_{\text{fov}}}{2}\right) + \frac{R}{\cos\left(\theta_{\text{ele}} - \frac{\theta_{\text{fov}}}{2}\right)} \quad (3.2)$$

である。

同様に、

$$r_2 = R \tan\left(\theta_{\text{ele}} + \frac{\theta_{\text{fov}}}{2}\right) + \frac{R}{\cos\left(\theta_{\text{ele}} + \frac{\theta_{\text{fov}}}{2}\right)} \quad (3.3)$$

である。式 3.2, 式 3.3 を式 3.1 に代入することで、新型望遠鏡が CLF に対して正対している場合の観測信号時間幅  $T$  を得られる。

上記の式を用いて信号時間幅期待値を計算した結果を表 3.1 に示す。空間フィルタによる視野角制限の不定性を考慮し、様々な視野角を用いて計算した。

距離 $R$ [km]	仰角 $\theta_{\text{ele}}$ [°]	視野角 $\theta_{\text{fov}}$ [°]	信号時間幅期待値 $T$ [us]
20.8	20	8	14.7
		9	16.6
		10	18.5
	28	8	18.3
		9	20.6
		10	22.9

表 3.1 CLF レーザー信号の時間幅期待値計算結果。

計算結果より、望遠鏡の視野角が  $8^\circ$  から  $9^\circ$  程度であることが示唆された。設計上の視野角より大きくなった原因としては、スポットサイズの影響が考えられる。望遠鏡の視野角は受光面の大きさで決まるため、円形の穴が空いている空間フィルタで受光面の大きさを制限することで視野角を決定する。受光面の大きさと視野角の関係のイメージを図 3.30 に示す。視野角が  $8^\circ$  の場合、受光面の直径  $L$  は  $160\text{ mm}$  になる。この計算では集光点は大きさを持たないと考えるが、実際のスポットサイズは月の結像試験より  $20\text{ mm}$  以下であると分かっている。計算で考えた集光点はスポットの円の中心に相当するので、スポットサイズの直径分受光面が大きくなる。視野角  $1^\circ$  に対する受光面の長さは  $20\text{ mm}$  なので、スポットサイズの半径が  $20\text{ mm}$  の場合は視野角が  $1^\circ$  大きくなる。よって、望遠鏡の視野角が  $8^\circ$  から  $9^\circ$  であることが考えられる。

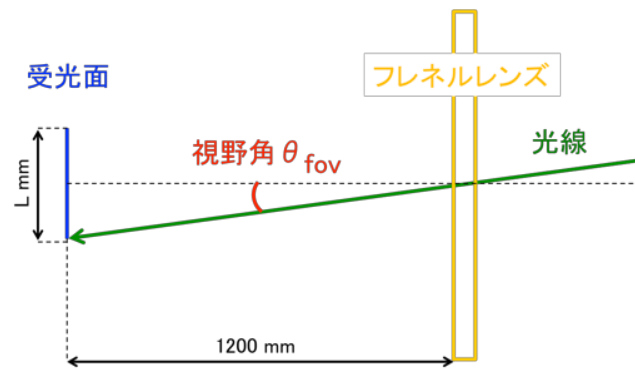


図 3.30 望遠鏡の受光面の大きさと視野角の関係.

## 第4章

# 宇宙線イベント探索

11月の宇宙線観測では10日間で63時間23分の観測に成功し、556,255データを記録した。しかし全ての観測データに宇宙線イベントが記録されているわけではないので、宇宙線イベントを探索する必要がある。本章では、記録した全データから宇宙線イベントを探索した結果を報告する。

### 4.1 新型望遠鏡観測データからの宇宙線イベント探索

11月の宇宙線観測で記録したデータは記録長が $120\mu\text{s}$ でTAFDトリガーに対して $\pm 60\mu\text{s}$ を記録する。TAFDでは検出器出力波形に対して $12.8\mu\text{s}$ ごとに $25.6\mu\text{s}$ の時間幅に対してイベントの判断を行なっている。トリガーを判断した場合、外部へ出力するトリガーパルスを生成するのに $7.6\mu\text{s}$ を要する。よって、TAFDトリガーは宇宙線イベントに対して最大で $33.2\mu\text{s}$ 、最小で $7.6\mu\text{s}$ 遅延する。これより、新型望遠鏡で記録した観測データのうち、トリガーに対して $-60.0\mu\text{s}$ から $-33.2\mu\text{s}$ をバックグラウンド測定時、トリガーに対して $-33.2\mu\text{s}$ から $+60\mu\text{s}$ を信号測定時と考える。バックグラウンド測定時には宇宙線イベント信号は必ず記録されないので、背景光の指標として用いる。

宇宙線イベントを探索するため、信号測定時のSignal noise ratio (S/N) を宇宙線イベントか判断する指標とする。S/Nの計算方法を式4.1に示す。

$$S/N = \sqrt{\frac{(\sum_{j=i}^{i+N} a(j) - N\mu)^2}{N\sigma^2}} \quad (4.1)$$

$a(n)$  : 記録信号のnデータ目のADC値

$M$  : 1つの記録信号のデータ数

- $N$  : S/N を計算する時間幅に相当するデータ数  
 $\mu$  : バックグラウンド測定時の信号平均値  
 $\sigma$  : バックグラウンド測定時の信号標準偏差

式 4.1 中の  $i$  を 0 から  $M - N$  まで 1 ずつ変化させながら S/N を計算し、データ中で最大の S/N をその記録信号の S/N と考える。

宇宙線は宇宙空間から地球に降り注ぐので、空気シャワーは標高の高い位置から低い位置へと発達していく。よって宇宙線イベントは新型望遠鏡の視野を垂直か斜めに横切るものが多いと考えられる。視野を水平に横切るイベントも起こりうるが、水平に横切るときは通過する大気の厚みが大きく低いエネルギーの宇宙線では空気シャワーの発達が終わってしまうため到来頻度は低い。このことより、望遠鏡の上視野 (Tel.#1, Tel.#3, Tel.#4) と望遠鏡の下視野 (Tel.#2) で同時に観測される宇宙線イベントが多いと考え、両視野で同時に S/N が閾値を超えたイベントを探索する。イベント探索にあたって、以下の順で観測データを選定する。

1. 望遠鏡 1 台での観測データの S/N 判定
2. CLF レーザーイベント判定
3. 飛行機イベント判定
4. 望遠鏡 2 台での同時発生判定

望遠鏡 1 台での観測データの S/N 判定では、様々な時間幅で S/N を計算し S/N が閾値を超えたものを宇宙線イベントと考える。宇宙線イベントの時間幅はイベントが発生した地点と望遠鏡の位置関係によって大きく変わるため、このイベント探索では  $1.6 \mu\text{s}$ ,  $3.2 \mu\text{s}$ ,  $6.4 \mu\text{s}$ ,  $12.8 \mu\text{s}$  の時間幅で S/N を計算した。S/N の閾値には、これらの時間幅でとある CLF レーザーイベントの S/N を計算した際の最低 S/N である  $12\sigma$  を採用した。

TAFD の観測時間中は 30 分ごとに CLF からレーザーが撃たれるので、S/N が高い信号の中には CLF レーザーイベントが含まれている。CLF は毎時間の 0 分 0 秒から 30 秒間と 30 分 0 秒から 30 秒間撃たれる。この時刻は GPS によって管理された正確なものなので、新型望遠鏡観測データに記録されている時刻情報から CLF レーザーイベントを除去できる。

S/N が高い信号の中には、飛行機の明かりによる信号も含まれる。飛行機による信号は図 4.1 のように時間幅が長くなる。



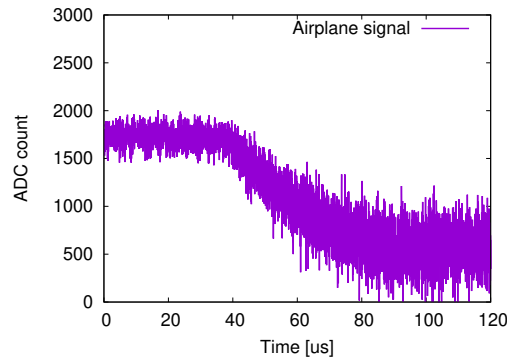


図 4.1 飛行機の明かりによる信号の一例.

よって、式 4.2 を満たす信号を飛行機信号と定義し、イベント候補から除去した.

$$\frac{\sum_{i=M-1000}^M a(t)}{1000} \leq \mu - \sigma \quad (4.2)$$

$a(n)$  : 記録信号の  $n$  データ目の ADC 値

$M$  : 1 つの記録信号のデータ数

$\mu$  : バックグラウンド測定時の信号平均値

$\sigma$  : バックグラウンド測定時の信号標準偏差

以上の条件で宇宙線イベント候補を選別し、上視野と下視野で同時刻に宇宙線イベント候補があった場合目視で確認する。目視で確認したのは、556,255 データ中 16,547 データだった。その結果、8 つの宇宙線イベントを抽出した。図 4.2 から図 4.9 に抽出した宇宙線イベント一覧を示す。左の図が新型望遠鏡の観測波形、右の図が TAFD のイベントディスプレイを示す。新型望遠鏡による観測波形はイベントを見やすくするため全て 100ns ごとにビニングしている。これより、TAFD でトラック状に観測されているような空気シャワーが新型望遠鏡でも観測されていることを確認した。

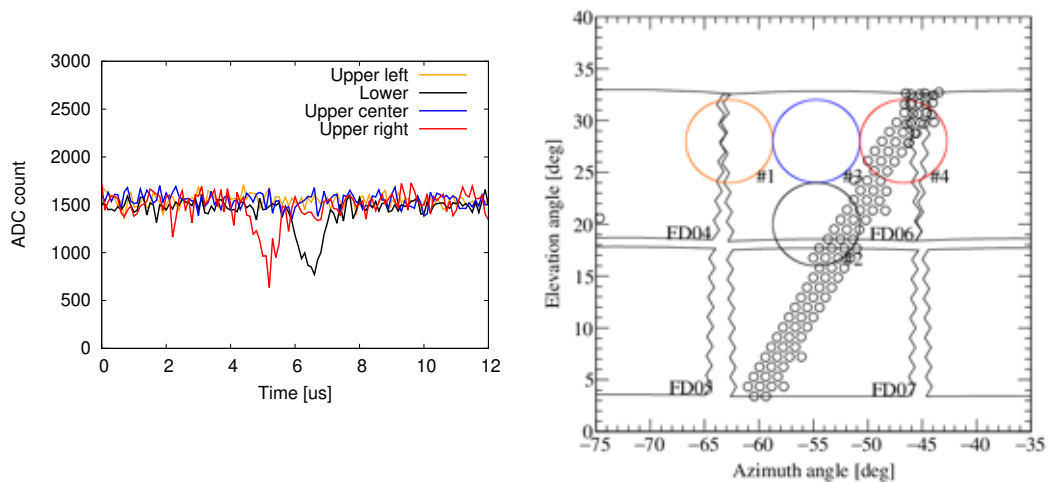


図 4.2 2017-11-11 (UTC)05:59:54.835638748

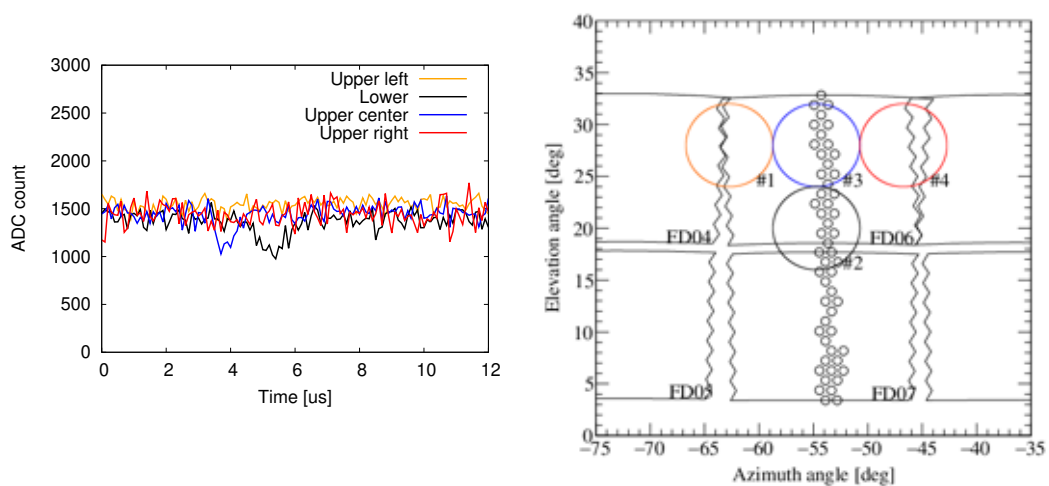


図 4.3 2017-11-11 (UTC)06:53:31.182722641

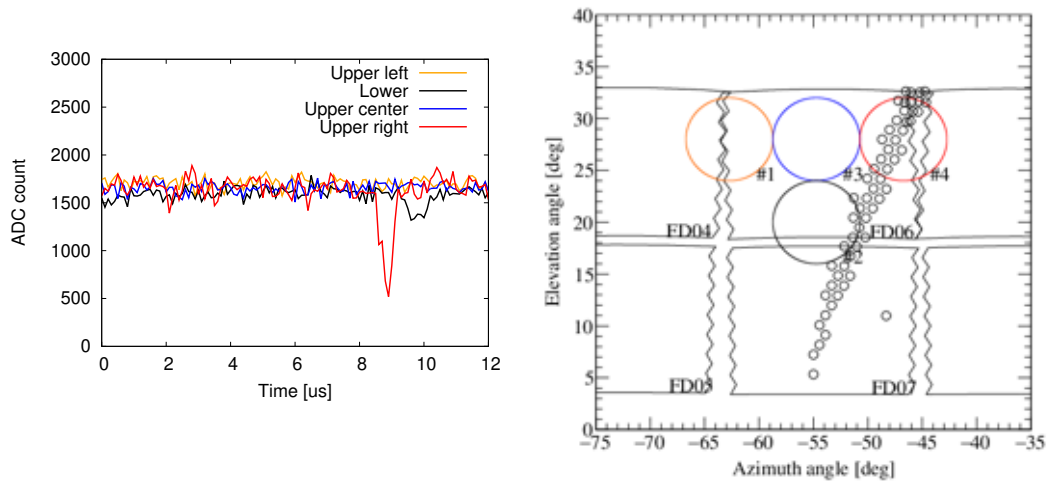


図 4.4 2017-11-15 (UTC)05:47:08.902529409

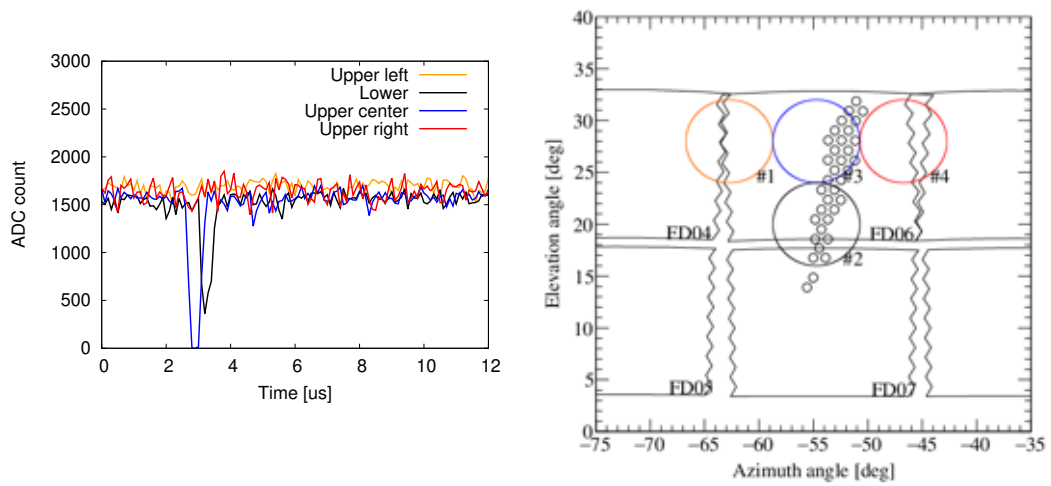


図 4.5 2017-11-15 (UTC)06:16:09.088936098

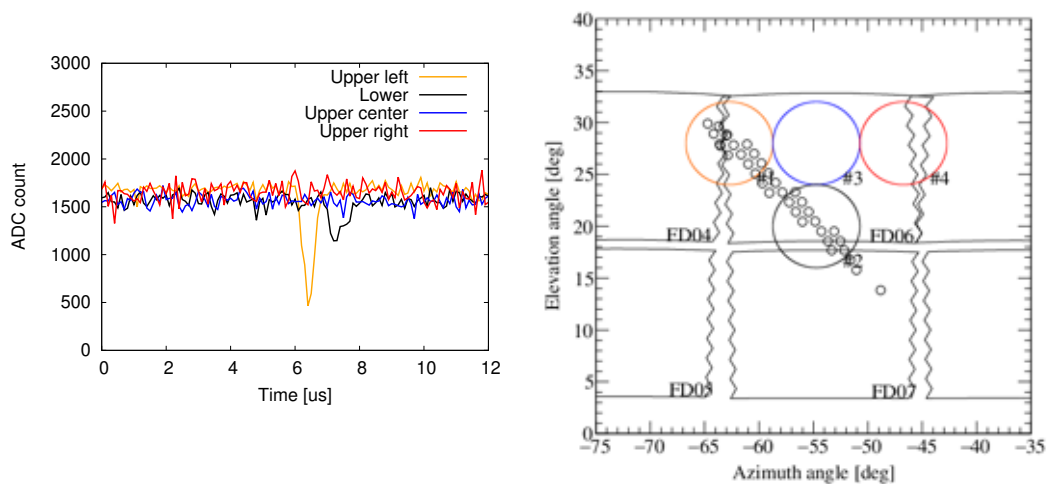


図 4.6 2017-11-15 (UTC)06:16:57.922488756

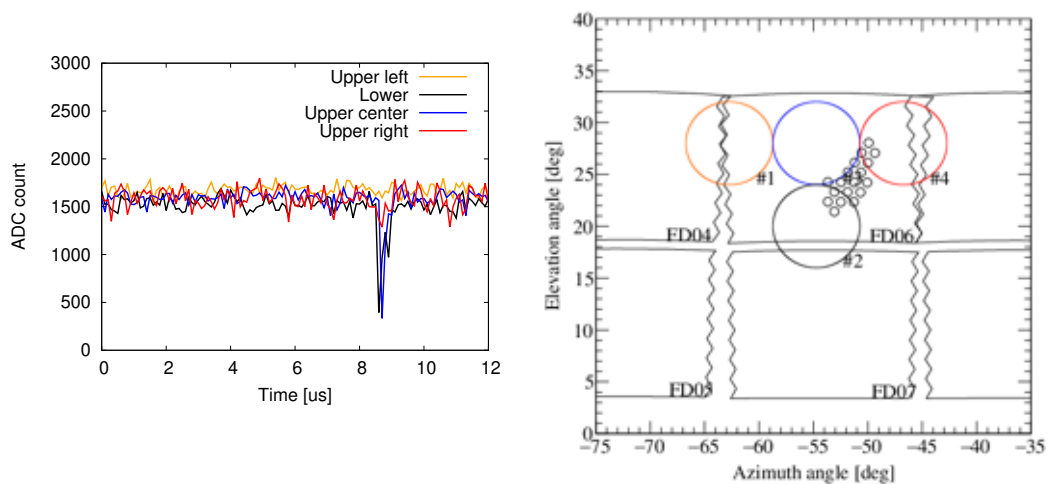


図 4.7 2017-11-15 (UTC)07:24:00.963858950

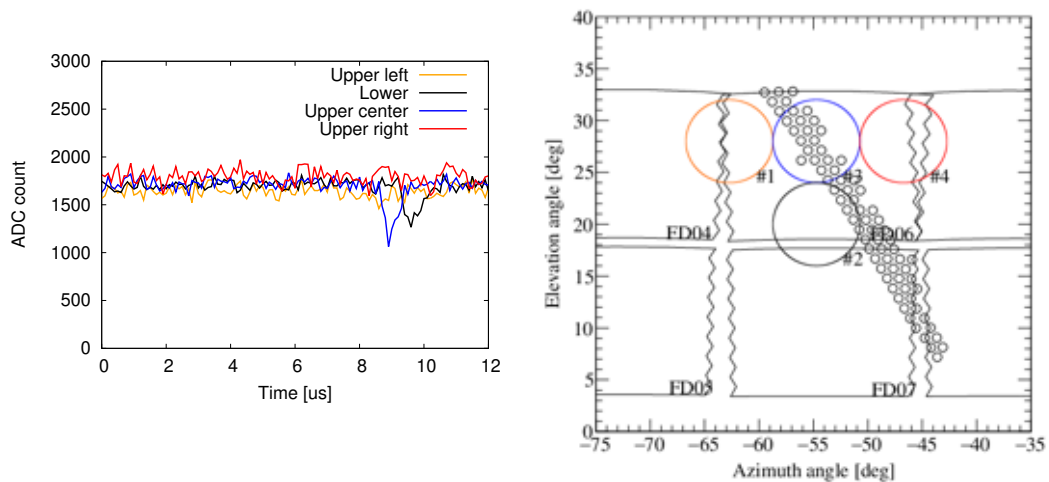


図 4.8 2017-11-19 (UTC)03:33:46.185758658

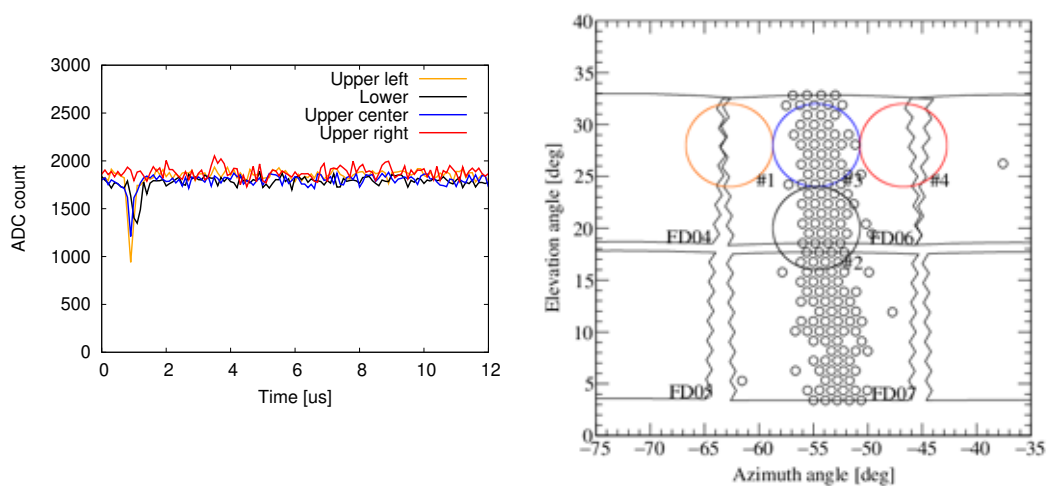


図 4.9 2017-11-20 (UTC)06:36:05.787395544

## 4.2 発見した宇宙線イベントと TAFD 単眼解析の比較

TAFD 単眼解析により，2017 年 11 月に TAFD で観測された宇宙線のエネルギーと宇宙線のシャワーコアが地面に到達した位置が推定されている．そこで，新型望遠鏡で観測できた宇宙線イベントのエネルギーと宇宙線イベントの TAFD からの距離を確認した結果，観測した 8 イベントのうち 4 イベントが TAFD 単眼解析に成功していた．4 イベントの TAFD 単眼解析結果を表 4.1 に示す．

宇宙線イベント記録時刻	宇宙線のエネルギー [eV]	宇宙線が到来した距離 [km]
2017-11-11 06:53:31	$10^{17.74}$	3.55
2017-11-15 05:47:08	$10^{17.85}$	3.92
2017-11-15 06:16:57	$10^{17.97}$	3.52
2017-11-19 03:33:46	$10^{17.96}$	2.25

表 4.1 新型望遠鏡で観測された宇宙線イベントの TAFD 単眼解析結果.

解析結果より，観測できた宇宙線は  $10^{18}$  eV 程度のエネルギーであることがわかった．今回の観測では宇宙線イベントを多く観測するために，望遠鏡仰角を高く設定した．宇宙線はエネルギーが低くなるほど到来頻度が多くなり，高度が高い位置で発達しやすい．望遠鏡の仰角を高く設定することで低いエネルギーの宇宙線を観測できるようになり，観測イベント数が増えることが期待できる．CRAFTT 実験の観測目標は  $10^{20}$  eV 程度の宇宙線なので，実際に大規模観測をする際には仰角を低く設定することで遠い距離に到来した高いエネルギーの宇宙線を観測できる．

TAFD 単眼解析されなかったイベントに関しては，大気蛍光ではなくチェレンコフ光を観測している場合や，宇宙線が到来した距離が近すぎて信号のパルス幅が非常に短く，TAFD 単眼解析対象外になった可能性がある．



## 第5章

# 結論

### 5.1 まとめ

CRAFFT 実験では、次世代の極高エネルギー宇宙線観測に向けてフレネルレンズを用いた低コスト大気蛍光望遠鏡を開発している。

2016 年度の疑似宇宙線観測・試験宇宙線観測によりフレネルレンズを用いた単眼の望遠鏡で宇宙線を観測できることが示唆された。そこで、望遠鏡の設計を一部変更し長期間の試験宇宙線観測を行った。

2017 年 9 月中旬から新型望遠鏡を 4 台製作・設置し、11 月に 10 日間で 63.5 時間の観測に成功した。観測したデータ中から宇宙線事象を探索し、TAFD ディスプレイで信号がトラック状に観測されているかを確認した結果、宇宙線事象を 8 事象確認できた。観測した 8 事象のうち 4 事象が TAFD 単眼解析によって再構成され、 $10^{18}$  eV 程度の宇宙線が観測されていたことがわかった。

### 5.2 今後の展望

試験宇宙線観測により、フレネルレンズを用いた単眼の望遠鏡で宇宙線を観測できることが確認できた。単眼の大気蛍光望遠鏡で宇宙線のジオメトリを決定するためには、複数台の望遠鏡で同じ宇宙線を観測する必要がある。現在の観測システムには電力供給とトリガー信号が必要なので、まずは太陽光発電による電力自給システムの構築とセルフトリガー機能の実装を行う。その後、複数台の望遠鏡を離れた地点に視野が重なるように設置し、宇宙線のステレオ観測を行う。

現在の望遠鏡受光部は 8 inch の光電子増倍管一つだが、受光素子の大きさ・数を変更することで望遠鏡の観測領域を広げられたり、精度良く宇宙線を測定できる

可能性がある。そこで、建設コストを考慮しながら検出器シミュレーションを用いて望遠鏡設計の最適化を行う。

## 参考文献

- [1] C.Grupen, Astroparticle physics(2009).
- [2] W.Hanlon, <http://www.physics.utah.edu/whanlon/spectrum.html>(2016).
- [3] Particle Data Group, The Review of Particle Physics 29. Cosmic Rays, <http://www-pdg.lbl.gov/> (2016).
- [4] Pierre Auger Observatory, <https://www.auger.org/>(2016).
- [5] H.Sagawa, テレスコープアレイ実験 (2013).
- [6] J.P.Lundquist et al., Study of UHECR composition using telescope array's Middle Drum detector and surface array in hybrid mode, Proc. 34th ICRC, 441 (2015).
- [7] K.Kawata et al., Ultra-high-energy cosmic-ray hotspot observed with the Telescope array surface detectors, Proc. 34th ICRC, 276 (2015).
- [8] P.Privitera, et.al., International Symposium on Future Directions in UHECR Physics (2012)
- [9] H.Tokuno, et.al., New air fluorescence detectors employed in the Telescope Array experiment (2012)
- [10] S. Udo et al., The Central Laser Facility at the Telescope Array, Proc. 30th ICRC, 5, 1021 (2007)

## 謝辞

本研究を行うにあたり，始終熱心なご指導をいただいた指導教員の富田孝幸助教に感謝いたします。齊藤保典教授には，日頃のゼミ等で数多くの助言をいただきました。大阪電気通信大学の多米田裕一郎講師，東京大学宇宙線研究所の池田大輔助教，神奈川大学の山崎勝也助教には CRAFFT 実験のメンバーとして数多くの助言をいただき，また丁寧な指導をしていただきました。

信州大学の岩倉広和氏には日頃の研究，ユタ州での試験で CRAFFT 実験のメンバーとして協力していただきました。

ユタ州で試験を行う際には東京大学宇宙線研究所の竹田成宏助教，藤井俊博氏，University of Utah の John N. Matthews 教授，Cosmic Ray Center の Mr. Dave Barr に大変お世話になりました。

ユタ州での生活では，東京大学宇宙線研究所の野中敏幸助教，木戸英治助教，大阪市立大学の佐原涼介氏，藤田彗太郎氏，織田浩行氏と楽しい時間を過ごしました。

最後に，齊藤富田研究室の久保田智貴氏，関皓月氏，中村凌氏，西村彰氏，稲富大地氏，上濱孝文氏，宇都宮成弥氏，太田直志氏，久保孝太氏，鯉田武範氏，松本孝平氏には日頃の生活やゼミ等で大変お世話になりました。

皆様，本当にありがとうございました。