



## チャカルタヤ山における宇宙線空気シャワー実験

垣本 史雄\*

### Air Shower Experiments at Mt. Chacaltaya

Fumio KAKIMOTO\*

#### 1. はじめに

1912年オーストリアの科学者 V. Hess は、検電器を携え、自由気球に乗り込み、高度約 5 km まで上昇しながら空間電離度の測定を行った。高度が高くなるにつれて電離度が増加する結果から、宇宙から飛来する高エネルギー放射線が存在すると結論し、これを宇宙線と名づけた<sup>1)</sup>。その後の観測で、宇宙線の主成分は、陽子をはじめとする原子核であり、この他に電子成分などが 1 % 以下あることがわかった。また、そのエネルギーは、 $10^8$  から  $10^{20}$  eV を超えるものまで観測されている。太陽は、数 GeV までの宇宙線加速源であることが確認されているが、ここで注目している  $10^{13}$  eV 以上の高エネルギー宇宙線の起源は、いまだに確立されておらず、この解明こそが宇宙線研究における最大の研究テーマなのである。

本稿では、宇宙線研究の目的と筆者が特に関わった南米ボリビア・チャカルタヤ山宇宙物理学研究所での研究内容を紹介する。この研究所では、Knee と呼ばれる  $10^{15}$  eV 領域を含む  $10^{13}$  から  $10^{18}$  eV にわたるエネルギーを有した宇宙線の研究を行った。

#### 2. チャカルタヤ山宇宙物理学研究所

南米ボリビア付近のアンデス山脈は、東西二つに分かれ、これらに挟まれて標高約 4,000 m、東西約 200 km、南北約 800 km にわたって極めて平坦な高原アルティプラノが広がっている。ボリビアの首都ラパス市は、このアルティプラノにできたすり鉢状の谷間に位置し、その北西約 35 km の位置に標高 5,286 m のチャカルタヤ山がある(写真 1)。本報告で紹介するチャカルタヤ山宇宙物理学研究所(以後、本研究所と称す)は、この山の山頂近く

にあり、常設するこの種の観測所の中で世界最高高度 5,200 m (大気の高さ 550 g/cm<sup>2</sup>) に位置している。

本研究所は、1941 年ボリビアの気象学者で、その後、宇宙線研究者となった I. Escobar によって開設された。本研究所が世界にその名を知られるようになったのは、C. F. Powell 達が原子核乾板を用いて、 $\pi$  中間子が  $\mu$  粒子(当時は  $\mu$  中間子と呼ばれていた)に崩壊する軌跡を発見したことからである<sup>2)</sup>。この  $\pi$  中間子は、湯川秀樹によりその存在が予言されていた粒子であり、この功績により、1947 年 C. F. Powell と G. P. S. Occhialini にノーベル賞が授与された。

本研究所に発電機が設置され、本格的に宇宙線観測が始まったのは 1952 年 3 月からであり、1954 年 7 月には 1,200 kw 供給可能な商用電力線がラパス市との間に敷設された。さらに、1959 年モスクワで開催された宇宙線国際会議のおり、小田稔(元宇宙科学研究所所長)と米国 MIT の B. Rossi との間で、日本・米国・ボリビアの国際共同研究として、本研究所での宇宙線観測が計画された。以後、菅浩一(元東京大学宇宙線観測所所長)が責任者



写真 1. アルティプラノから見たチャカルタヤ山。

\*教授 物理学教室  
Professor, Dept. of Physics

となり、準備期間を経て、1962年に本観測が開始された。その後、1967年ベトナム戦争の影響による米国の経済的問題によりMITが参加を中止し、それ以後は日本ボリビア共同研究として継続された<sup>3,4,5)</sup>。

### 3. 宇宙線観測

現在までに観測されている宇宙線のエネルギー上限値は $10^{20}$  eV (=16 J) 代に到達しており、これは、宇宙における単一粒子としては、最も高いエネルギーを有した成分である。ちなみに、16 Jは、1.6 kgの物体を1 mの高さから落下させたとき、地表での物体の運動エネルギーに相当する。これだけのエネルギーを1粒子が有していることは、誠に驚くべきことである。さて、この宇宙線の主要な成分は、陽子をはじめとする原子核であり、直接測定による $10^{10}$  eV程度のエネルギー領域における組成は、太陽系の平均原子核組成とほぼ一致している。

図1には宇宙線の微分エネルギースペクトル測定結果を示した。横軸は宇宙線のエネルギー $E$  (eV) で、縦軸には、 $E$  (GeV) 以上のエネルギーを有した宇宙線の積分到来頻度を $F$  ( $\text{m}^{-2} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ ) であるとして、 $dF/dE$ をとっている。この図からわかるように、きわめてよい近似で $F \propto E^{-3}$ と表せる。

以上の結果から、宇宙線の生成は、非熱的であり、また、宇宙における最も激烈な現象と関わっているものと

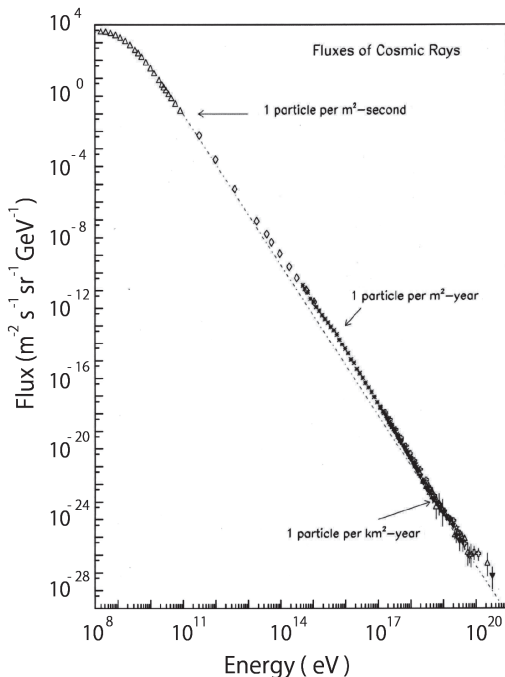


図1. 宇宙線の微分エネルギースペクトル。

推定できる。さらに、この宇宙線のエネルギースペクトルから得られる宇宙線が銀河系内で占めているエネルギー密度は、約 $1 \text{ eV}/\text{cm}^3$ と求まり、銀河系内で最も大きな値を示す成分である。これに次いで大きなものは、磁場と乱流成分で $0.3 \text{ eV}/\text{cm}^3$ 程度である<sup>6)</sup>。このことから銀河系内において、宇宙線がいかに重要な成分であることが理解できる。

さて、このような形状のエネルギースペクトルを示す唯一の加速モデルとして、E. Fermiにより提案されているものがある<sup>7)</sup>。詳細は省略するが、磁場を帯びた運動する領域との衝突・反射によって荷電粒子が加速されるというものである。このような状況がどのような天体で実現されているのかなど、加速機構の詳細を解明するためには、宇宙線のエネルギースペクトルと質量組成の情報は極めて重要ということになる。

ところで、宇宙線発見以来約100年を経過しているにもかかわらず、その起源が未だに不明であることの主な原因は次の点にある。すなわち、主成分である原子核が電荷を帯びており、これが長時間、磁場が存在する宇宙空間を伝播する間に、進行方向が曲げられ、観測時の入射方向からは、起源天体が同定できないのである。このことは、早くから天文学として発展を遂げた可視光と宇宙X線、 $\gamma$ 線と比べて決定的に不利な点である。この状況を改善するには、銀河系磁場の影響が少なくなる、できるだけ高エネルギーの宇宙線を観測すればよいことになる。まさに、宇宙線発見以来の宇宙線研究は、より高いエネルギーの宇宙線の観測の追求の歴史を辿ってきたと言ってもよい。ちなみに、銀河系内の平均磁場強度は $3 \mu\text{G}$ 程度であり、この影響が無視できるためには、エネルギーが $10^{19}$  eV以上の宇宙線である必要がある。ここで問題となるのが、宇宙線の積分到来頻度が $E^{-2}$ に比例する点である。すなわち、 $10^{12}$  eV程度までの宇宙線は、飛翔体や科学衛星に搭載した検出器で直接測定が可能であるが、 $10^{19}$  eV以上の宇宙線を高い統計量で収集するためには、関東平野程度の検出面積を実現しなければならないということになってしまうのである。また、たとえこれが実現できたとしても、このような観測装置を宇宙空間で展開することは不可能であり、しかたなく地上での観測を行うことになる。

ところで、宇宙から地球大気へ突入する宇宙線を一次宇宙線と呼ぶが、これが地球大気へ突入すると、大気原子核と相互作用を起こし、中間子などの多重発生を行い、種々の過程を経て多量の粒子群（二次宇宙線と呼ぶ）を形成する。これを空気シャワー現象と呼ぶ。このため、地表での観測では、一次宇宙線そのものの直接測定は不

可能で、それが生成する空気シャワーを観測、すなわち間接測定をすることになる。そこで、空気シャワー観測結果から大気へ突入した一次宇宙線の情報を導き出す操作が必要となる。ここで、宇宙線起源の解明に欠かすことができない情報は、一次宇宙線のエネルギー、到来方向と原子核種である。これらの情報から、宇宙線エネルギースペクトル、到来方向異方性と質量組成の結果を得ることになる。もちろん、この導出手法を開発するには、膨大なシミュレーション計算を行うことが不可欠となる。以上のように、宇宙線の研究には、克服すべき多くの難問があることがご理解いただけると思う。

#### 4. 空気シャワーとその縦方向・横方向発達

大気へ突入した一次宇宙線は、大気原子核と相互作用し、主に大量の $\pi$ 中間子を多重発生させる。この $\pi$ 中間子の一部はさらに相互作用を行い、また、残りは下記に従い崩壊する。

$$\begin{aligned}\pi^+ &\rightarrow \mu^+ + \nu_\mu, \quad \pi^- \rightarrow \mu^- + \bar{\nu}_\mu \\ \pi^0 &\rightarrow 2\gamma\end{aligned}$$

さらに、 $\mu$ 粒子は、次式で崩壊する。

$$\mu^+ \rightarrow e^+ + \bar{\nu}_\mu + \nu_e, \quad \mu^- \rightarrow e^- + \nu_\mu + \bar{\nu}_e$$

これにより生成された電子・陽電子や $\gamma$ 線（以上まとめて電磁成分と呼ぶ）は、大気中を進行するにつれて、制動放射、電子対生成を繰り返し、多量の電磁成分を生成していく。電磁成分の次に多いのは $\mu$ 粒子である。このように、物質中を進行するにつれて相互作用・崩壊を繰り返し、粒子生成を行う様子をカスケードと呼ぶが、このうち原子核・中間子成分に関しては核カスケード、電磁成分に関しては電磁カスケードと呼ぶ。以上の結果、宇宙線の大气突入直後においては、空気シャワー粒子総数（シャワーサイズ： $N_e$ ）は指数関数的に増大し、これに伴い、一次宇宙線のエネルギーはシャワー粒子に細分化されていくことになる。ところで、空気シャワー粒子の大部分は、電磁成分であることから、 $10^8$  eV 以下になると電子と陽電子の電離損失により、急速に大気中に吸収されていく。従って、空気シャワーサイズは、大気のある深さ（最大発達深さ： $X_{\max}$ と呼ぶ）で最大値に達し、それ以降は減衰していく。この増減の様相を空気シャワー縦方向発達と呼ぶ。図2には、一次宇宙 $\gamma$ 線が大気へ突入した場合に生成される電磁カスケードの縦方向発達の計算結果を示す。この結果から、生成される総粒子数、特に最大発達時の空気シャワーサイズ $N_{\max}$ は、一次 $\gamma$ 線のエネルギー $E$ に比例すること、また、 $X_{\max}$ の値は、 $E$ が大きくなるにつれて大きくなるのがわかる。

一方、生成された電子・陽電子は、大気中を進むにつ

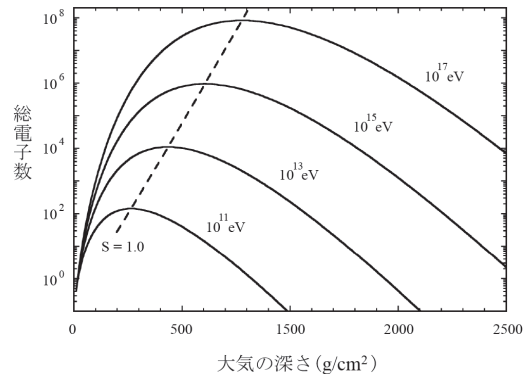


図2. 一次宇宙 $\gamma$ 線が入射したときの空気シャワー縦方向発達の様子。曲線に沿えてある数字は、一次宇宙 $\gamma$ 線のエネルギー。破線は最大発達の深さを連ねたもの。 $s$ は発達段階を表すパラメータで、最大発達では1.0。

れて多重散乱をうけ、進行方向にたいして垂直な方向に広がっていく。これを空気シャワー横方向発達と呼ぶ。この結果、シャワー粒子数密度 $\rho_e$ は、シャワー中心軸からの距離 $r$ とモリエール長 $r_m$ との比 $x=r/r_m$ を用いて、次式のNKG関数で表される<sup>8)</sup>。

$$\rho_e(x)/N_e = C(s)x^{s-2}(1+x)^{s-4.5}$$

ここで、 $C(s)$ は規格化定数、 $s$ はシャワーの発達段階を表すパラメータでageパラメータと呼ばれる。その値は、空気シャワー発生点で0、最大発達では1.0であり、大気中を進行するに従い大きな値をとることになる。このように、電磁成分が一次宇宙線である場合の発達の様相は、良い精度で解析的に計算できるが、実際の宇宙線の場合は、主な入射粒子が原子核成分であるため、より複雑な縦方向・横方向発達をすることになる。これを計算するには、原子核相互作用に関する詳細な情報を考慮する必要がある。もちろん、これは加速器実験から得られるわけであるが、次のような問題点がある。すなわち、研究対象とする宇宙線のエネルギーが加速器で情報が得られるエネルギー領域をはるかに越えていること、また、加速器を用いた相互作用の情報は、主に陽子-陽子衝突に関するものである一方、空気シャワー計算に必要なのは、少なくともターゲット成分は空気原子核の場合の情報である。したがって、実際の計算では、得られる加速器データから高エネルギー原子核相互作用モデルを構築し、これを組み込むことになる。この結果、高エネルギー宇宙線の研究では、得られた結論に対して、常に、採用する高エネルギー相互作用モデルに関する不定性がつきまとうこととなる。また、原子核相互作用は、すべて確率過程として取り扱う必要があるため、解析的な計算は不

可能であり、シミュレーション計算を行う必要がある。しかも、膨大な量のシャワー粒子を取り扱うことから、入射宇宙線のエネルギーが増大するにつれて、1 事象の計算に日単位の計算時間を要するようになる。一方、確率過程に伴うフラクチュエーションを強く反映するため、同じ条件で計算を行ったとしても、その結果は、大きく異なることになる。従って、実際の実験結果と比較すべき有意な計算結果を得るためには、膨大な事象数のシミュレーション計算結果を得ておく必要がある。図3には、多量のシミュレーション計算結果を平均して得られた縦方向発達の結果を示した。この図から、一次宇宙線が陽子の場合と鉄原子核の場合とは一致しないことがわかる。このことは、この発達の様相の違いを利用して、一次宇宙線質量組成が決定できることを意味する。

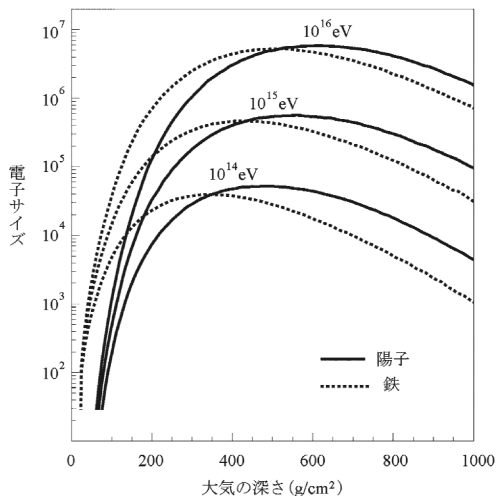


図3. 一次宇宙線が陽子（実線）と鉄（点線）の場合の空気シャワー縦方向発達の様相。曲線に沿ってある数字は、一次宇宙線のエネルギー。

#### 4. 空気シャワーの観測

空気シャワーが横方向発達することにより、空気シャワー粒子は、シャワー軸を中心に円対称に広く分布する（図4）。その範囲は、一次宇宙線のエネルギーや観測高度によって変化するが、数10 mから数kmにおよぶ。これにより、空気シャワー粒子測定装置は、広い観測領域一面に敷き詰める必要はなく、研究対象エネルギー領域に最適な距離を隔てて設置することになる。このような観測施設を空気シャワーアレイと呼ぶ。個々の検出器は、面積数  $m^2$ 、厚さ5 cm程度のプラスチックシンチレータと光電子増倍管で構成される。図5には、一般的に用いられるシンチレーション検出器の模式図を示した。検出器

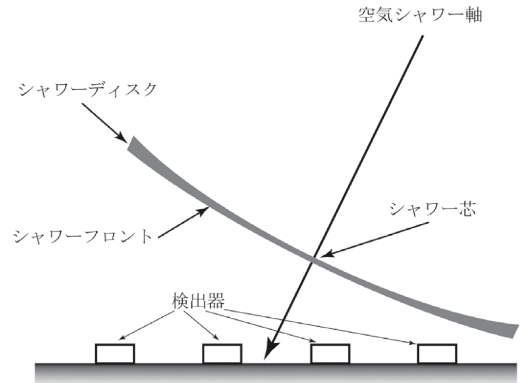


図4. 空気シャワーの模式図と空気シャワーアレイ。

に入射した空気シャワー荷電粒子は、シンチレータ通過軌道に沿ってシンチレーション光を放射する。この光を光電子増倍管で受光し、これを電気信号にかえ、同軸ケーブルを介して計測室に伝送する。空気シャワー粒子群は、ほぼ数十 ns 幅で、前面がわずかに曲がった円板状をなしており、個々の空気シャワー粒子は、ほぼ同時刻に検出器に入射することになる。そこで、各検出器からの出力信号を用いて、同時計数法によりトリガー信号を発生させ、すべての検出器情報を記録する。その主な内容は、各検出器に入射した粒子数とその到来時刻である。この記録結果をオフラインで解析し、到来時刻情報から空気シャワー軸の方向、すなわち一次宇宙線の到来方向を、この決定した到来方向と粒子数情報からは、主に一次宇宙線のエネルギーを推定することとなる。現在の空気シャワーアレイでは、一次宇宙線の到来方向とエネルギーの決定精度は、それぞれ、0.1 度から数度と 10% 程度である。エネルギー決定精度が悪い原因は、空気シャワー縦方向発達のフラクチュエーションによるところが大きい。

残る一次宇宙線核種の情報であるが、これには、観測した空気シャワーの縦方向発達の情報を得る必要がある。一般的な空気シャワーアレイでは、アレイ設置高度にお

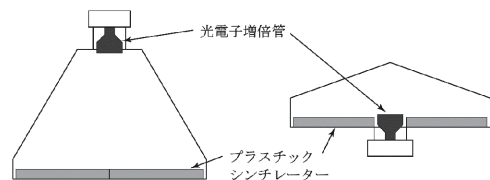


図5. 空気シャワー粒子検出器の模式図。検出器容器内面は、高光反射率を有する塗料が塗布されている。



ける空気シャワー情報しか得ることができないため、この測定結果から入射核種情報を得ることは難しい。その解決方法として、等頻度法と呼ばれるものがある。その原理図を図6に示した。これは、特に高高度に位置する空気シャワーアレイにおいて、宇宙線の平均質量組成を決定するのに用いられる。これには、宇宙線が地球に等方的に入射しており、ある到来頻度  $I_0$  を示す一次宇宙線のエネルギー  $E_0$  と質量組成が入射方向には依存しないことを大前提とする。ここで、空気シャワーアレイが位置する大気深さを  $X_0$  g/cm<sup>2</sup> とすると、このアレイに天頂方向から入射する宇宙線は、もちろん大気を  $X_0$  g/cm<sup>2</sup> だけ通過して観測される。一方、同じ頻度で天頂角  $\theta$  から入射してくる宇宙線は、大気の厚さ  $X_0 \times \sec \theta$  g/cm<sup>2</sup> を通過してから観測されることになる。従って、同じ頻度で観測される空気シャワーのサイズを縦軸に、通過した大気深さ  $X_0 \times \sec \theta$  g/cm<sup>2</sup> を横軸として描けば、これは、エネルギーが  $E_0$  の一次宇宙線の平均的な縦方向発達曲

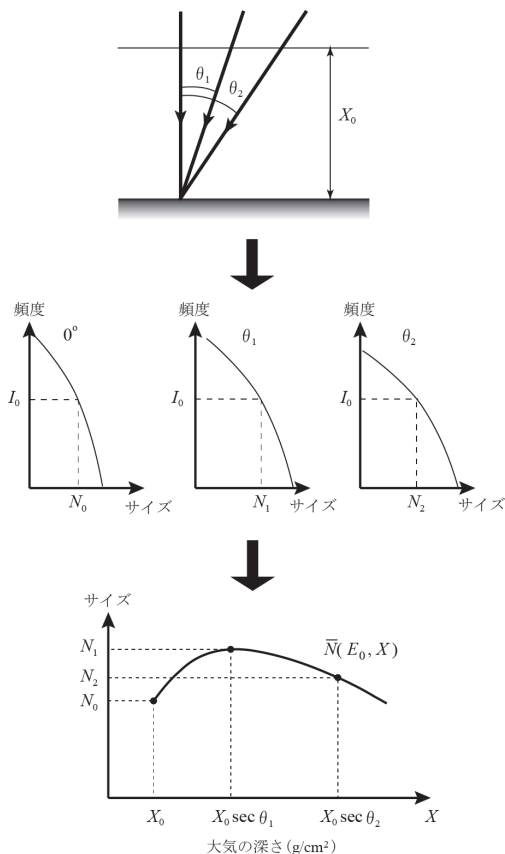


図6. 等頻度法による平均的な縦方向発達曲線測定の実理図。詳細は本文参照。

線ということになる。

次に多く用いられる方法は、空気シャワー荷電粒子によって生成される放射光を測定する方法である。この放射光には二種類ある。その一つは空気チェレンコフ光であり、他は空気シンチレーション光である。空気チェレンコフ光は、空気シャワー荷電粒子（主に電子・陽電子）が屈折率  $n$  の空气中を、ほぼ光速  $c$  で通過することにより、粒子の進行方向に対して角度  $\theta = \cos^{-1}(1/n)$  の方向に放射される光である。ここで、空気屈折率  $n$  は、極めて1に近いので、空気チェレンコフ光は、空気シャワー荷電粒子の進行方向に放射されることになる。

この空気チェレンコフ光を空気シャワー軸から離れた地点にある光測定装置で観測する場合を考えてみる。図7には、大気中上空から発達をはじめた発達の早い空気シャワー（図(a)）と、より長く大気を進んでから発達をはじめた発達の遅いもの（図(b)）をシャワー軸から離れた位置Pで観測する場合を描いてある。光測定装置には、観測高度より上空で生成された空気チェレンコフ光が入射してくるが、検出器に入射する時刻は、その発生高度に応じて異なることになる。なお、空気シャワーが大気中を進行する速度は、ほぼ光速  $c$  であるとする。さて、この到着時刻に異なりが生じるのは、たとえば位置AおよびCで発生された空気チェレンコフ光が測定装置に到着する時間差は、次のようにして理解できる。すなわち、位置Aで発生した空気チェレンコフ光が検出器に入射するまでの通過距離を  $l_{AP}$  とし、さらに位置Cまで空気シャワーが進行する距離を  $l_{AC}$ 、それから放射される空気チェレンコフ光が検出器に到達するまでの距離を  $l_{CP}$  とすると、明らかに、 $l_{AP} < l_{AC} + l_{CP}$  である。これより、AとCで発生したチェレンコフ光が検出器に到達する時間差は、 $((l_{AC} + l_{CP}) - l_{AP})/c$  となるのである。したがって、各時刻に

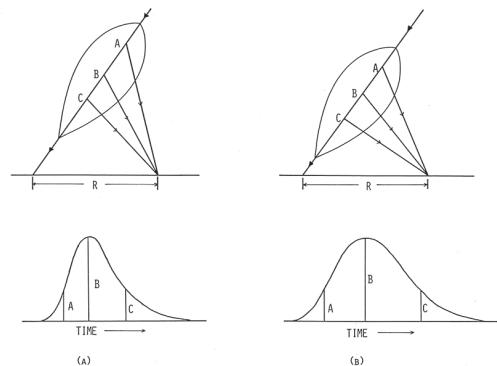


図7. シャワー軸遠方の検出器に入射する空気チェレンコフ光の到着時間分布と縦方向発達の様子との関係。

測定装置に入射する光の量は、それぞれに対応した高度における空気シャワー電子・陽電子の総数と、それらの角度分布によって決まる。以上の結果、空気チェレンコフ光到着時間分布波形に縦方向発達の様相が反映されることになるのである。図からわかるように、発達が早い（遅い）空気シャワーほど測定される空気チェレンコフ光到着時間分布波形は狭い（広い）ものとなる。すなわち、光測定装置の出力信号波形を解析することにより、個々の空気シャワーの縦方向発達情報を得ることができることになるのである。また、同じように、空気チェレンコフ光の横方向分布にも空気シャワー縦方向発達の情報が反映されることになる。すなわち、発達が早い（遅い）空気シャワーの場合ほど空気チェレンコフ光横方向分布は広く（狭く）なるのである。なお、この手法は、空気チェレンコフ光の代わりとして、生成以後直進する空気シャワー $\mu$ 粒子を用いることができる。ただし、 $\mu$ 粒子数は少ないため、大面積のシールド検出器が必要とするなどの欠点がある。

次に、空気シンチレーション光を測定する手法がある。空気シンチレーション光は、空気シャワー荷電粒子が大気中の原子・分子を励起し、これが脱励起するときに放射される光で、空気シャワーの軌跡に沿って等方的に放射される。ただし、これを精度よく測定するためには大面積の集光鏡を用いた光測定望遠鏡と、その焦点面に多数の光センサーを設置した装置を用いる必要がある。現在では、一次宇宙線のエネルギーが  $10^{18}$  eV 程度の空気シャワーに対して、数十 km 遠方においても観測が可能である。この場合、軌跡に沿った光量測定結果から、ほぼ直接的に空気シャワーの縦方向発達の様相が得られることになる。図 8 には、米国ユタ州で行われている宇宙線望遠鏡実験で得られた測定結果の一例を示した<sup>9)</sup>。

このように、空気シャワーに伴う光を観測することによって、個々の縦方向発達に関する情報が得られるが、どちらの手法にしても発達のフラクチュエーションの影響が大きく、残念ながら個々の一次宇宙線の核種を決定できる状況にはない。従って、多くの観測結果を蓄積し、質量組成として結果を示すことになる。また、このような光観測は、月の無い晴天夜を選んで実施する必要がある。また、放射された光が検出器に到達するまでの間に受ける大気による散乱吸収の影響を高精度で見積もるために、大気の状態を上空に至るまで把握しなければならないなどの欠点を有している。そこで、これらの欠点を克服する方法として、空気シャワーに伴って放射される電波を測定する方法が検討されている。

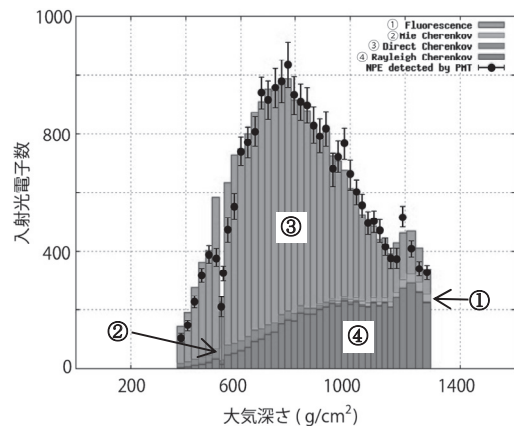


図 8. 空気シンチレーション光測定結果による空気シャワー縦方向発達再構成の結果。各測定結果 (●) は、光電子増倍管一本ごとで検出された光電子数を表している。得られた光子量には、空気チェレンコフ光等の成分も含まれている。各成分を分離するため、事象ごとにシミュレーション計算による評価を行う必要がある。図中、濃淡が異なるヒストグラム(①～④)がそれを表している。

## 5. 本研究所における宇宙線研究

以上からわかるように、宇宙線空気シャワー実験を行うには、研究対象とするエネルギー領域の一次宇宙線空気シャワーが最大発達になる高度付近に空気シャワーアレイを設置することが望まれる。これが不可能である場合、特に対象エネルギー領域が低い場合などは、できるだけ高高度での観測を行う必要がある。時には、航空機に検出器を搭載して測定を行うこともある。

チャカルタヤ山空気シャワーアレイは、この種の観測所としては、世界最高高度である標高 5,200m に位置している。その大気深さ 550 g/cm<sup>2</sup> は、地表のほぼ半分であり、 $10^{15}$  から  $10^{16}$  eV 付近の宇宙線空気シャワーが最大発達を迎えるため、これ以下のエネルギー領域の宇宙線観測に最適な場所であるといえる。また、南緯 16 度 21 分にあることから、北半球では不可能な銀河中心方向を観測することができる、などの特徴を有している。

### 5.1. 1990 年代前半までの研究成果

設立当初の目的は、銀河系内磁場の影響を受けない一次宇宙 $\gamma$ 線を観測し、その到来方向から  $10^{14}$  eV 以上の高エネルギー宇宙線起源を解明することであった。ここで重要なのが、多数の原子核成分の一次宇宙線の中から、その 1/100 以下程度しか存在しない一次宇宙 $\gamma$ 線を選び出すかということである。そこで着目したのが、

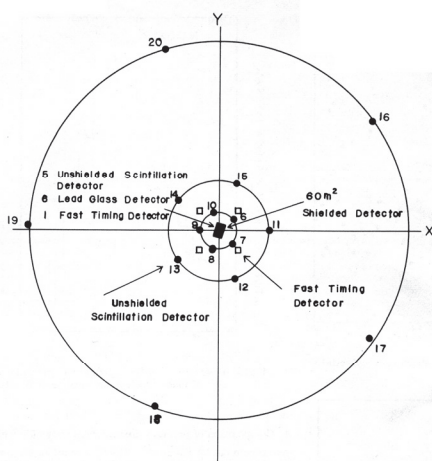


図 9. チャカルタヤ山宇宙物理学研究所に初めて設置された空気シャワーアレイの検出器配置図。座標原点に  $\mu$  粒子測定のための  $60 \text{ m}^2$  のシールド検出器がある。

一次宇宙  $\gamma$  線から出発した空気シャワー中の  $\mu$  粒子数は一次宇宙原子核のそれに対して、極めて少ないという事実である。そこで、空気シャワー  $\mu$  粒子を測定するために、図 9 に示すように、当時としては世界最大面積  $60 \text{ m}^2$  を有したシールド検出器を建設し、それを中心として、面積約  $1 \text{ m}^2$  の 40 台のシンチレーション検出器を半径  $150 \text{ m}$  の範囲に設置した空気シャワーアレイを完成させた<sup>10, 11)</sup>。このシールド検出器では、 $600 \text{ MeV}$  以上の  $\mu$  粒子が検出できる。さて、この  $\mu$  粒子数による一次宇宙  $\gamma$  線選別法は、現在でも用いられている手法であることを指摘しておきたい。

この空気シャワーアレイが完成した 1960 年代前半は、まだ大型計算機は普及しておらず、空気シャワーの解析からして、ほぼ手計算で行われており、現在要求されるような精度の高い結果を得ることは不可能な状況であった。それをふまえた上で、図 10 に観測結果を示す<sup>12)</sup>。これは、 $\mu$  粒子数が少ない空気シャワー (mu-less showers) のみを選別し、その到来方向の赤経値の頻度分布を描いたものである。なお、この mu-less showers 数は、全体の空気シャワー数の約  $1/1000$  である。この結果を見ると、赤経  $200$  から  $220$  度の方向から到来する宇宙線の事象数が平均より約  $3.8\sigma$  の過剰を示していることがわかる。この選別された mu-less showers が一次宇宙  $\gamma$  線であるとすると、広い領域から高エネルギー宇宙  $\gamma$  線が到来していることになり、さらなる観測精度の向上、統計量の増大が期待された。

つぎに、観測所高度における生き残り陽子の測定を行った。一次宇宙線陽子は大气原子核と相互作用するが、

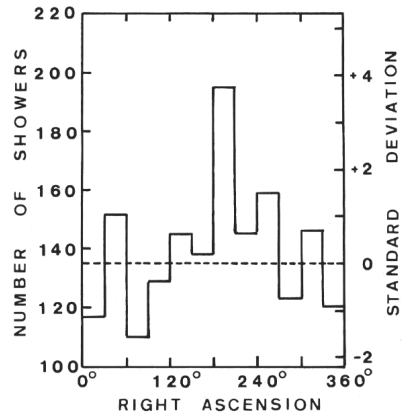


図 10.  $\mu$  粒子をほとんど含まない空気シャワー到来方向の赤経分布。縦軸左は事象数、右は標準偏差値を単位とした平均からのずれを表す。

観測所高度まで相互作用せずに到来する頻度は、その相互作用断面積の大きさによる。従って、この生き残り陽子の頻度を測定すれば、陽子-大気原子核相互作用断面積を求めることができる。この生き残り陽子の測定は、 $\mu$  粒子用のシールド検出器をハドロン検出器として用いることにより可能となった。すなわち、生き残り陽子が検出器シールド物質と相互作用したときに期待される多量のハドロン生成を確認することによって行った。この結果、当時の加速器では、到達できなかった  $10^{13} \text{ eV}$  エネルギー領域における陽子-空気原子核衝突断面積がエネルギーの増加とともに大きくなっているとの結論を得た<sup>13)</sup>。その結果を図 11 に示す。この結果は、その後、加速器実験によって得られた陽子-反陽子衝突断面積がエネルギーとともに増加しているとの結論に先駆けるものであった。この図には、その後、宇宙線と加速器により

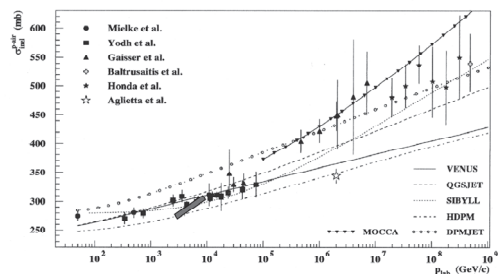


図 11. 陽子-大気原子核相互作用断面積の測定結果 (黒枠内)。横軸は、実験室系での陽子の運動量 ( $\text{GeV}/c$ ) で、縦軸は相互作用断面積 ( $\text{mb}$ ) である。他の測定結果は、その後、宇宙線と加速器を用いて得られた結果である。曲線は理論モデルによる計算結果。

現在までに得られた陽子-大気原子核相互作用断面積の測定結果, および理論による計算結果を示してある. 我々の結果が, 極めて良い結果であったことがお分かりいただけると思う.

次に, 一次宇宙線の積分エネルギースペクトル  $I$  の測定結果を得た.  $I \propto E^{-\alpha}$  としたときの  $\alpha$  値が  $10^{15}$  eV 付近を境にして, それ以下では, 1.6 から 1.7, それ以上  $4 \times 10^{17}$  eV までは,  $2.2 \pm 0.2$  であることを示した. すなわち, 微小ながら, エネルギースペクトラムに折れ曲がりがあることを, 世界に先駆けて示唆した<sup>14, 15)</sup>. この結果は, その後, 多くの観測所で確認され, この折れ曲がり (Knee と呼ぶ) の原因究明は, 現在の重要な課題の 1 つである.

さて, 私がチャカルタヤ山での研究に参加を開始したのは, 1975 年からである. 当時の空気シャワーアレイにおける検出器配置を図 12 に示す. このように検出器配置範囲を  $700 \text{ m} \times 700 \text{ m}$  に拡張し,  $5 \times 10^{16}$  から  $3 \times 10^{18}$  eV の宇宙線観測を行っていた. その研究主目的は, 超高エネルギー相互作用の解明であった. この頃になると, データ収集系に PC を用いることや, データ解析に大型計算機を用いるなど, ハード系やソフト系の開発が精力的に行われた. ここでは, この時期の観測結果の一例を紹介するとどめる. すなわち, 上空での縦方向発達の情報を得るため,  $60 \text{ m}^2$   $\mu$  粒子検出器に, 当時としては最も

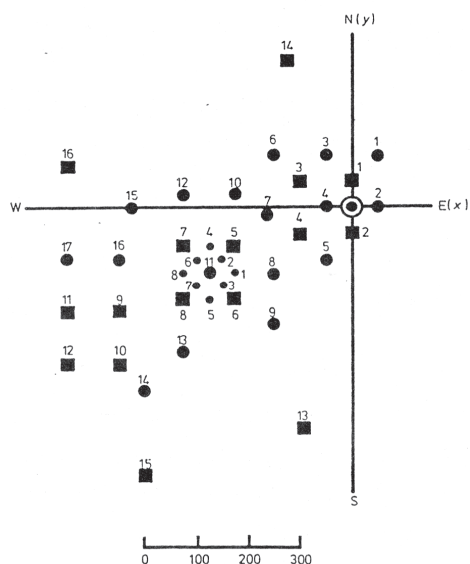


図 12. 1970 年代の本研究所の空気シャワーアレイ. ●, ■ はシンチレーション検出器の配置位置を示している. 座標原点には  $60 \text{ m}^2$  の  $\mu$  粒子検出器がある.

応答特性が良い光電子増倍管を付加し, 空気シャワー  $\mu$  粒子の到着時間分布を測定した. 空気シャワー軸と検出器までの垂直距離 (core distance) に対する光電子増倍管出力信号波形の立ち上がり時間と半値幅の測定結果とシミュレーション計算結果とを比較した一例が図 13 である. 実線は種々の相互作用モデルを仮定したときのシミュレーション計算結果である. 図からわかるように測定結果は, H モデルを用いたときの結果とほぼ一致している. このモデルは, 加速器で得られた陽子-陽子間相互作用の結果から陽子-大気原子核相互作用モデルを構築した場合 (A モデル) より, より多くの  $\pi$  粒子多重発生が起こるもので, 入射宇宙線原子核を陽子ではなく原子番号 20 程度の原子核とした場合に相当する. 当時は, 一宇宙線の質量組成に対する情報は少なく, 結果として, 対象エネルギー領域において, 加速器で得られた結果から予想されるより  $\pi$  粒子多重発生数が多い相互作用が起こっているか, 一次宇宙線の質量組成が, 原子番号  $A=20$  程度の中重核である可能性があると結論した<sup>16)</sup>.

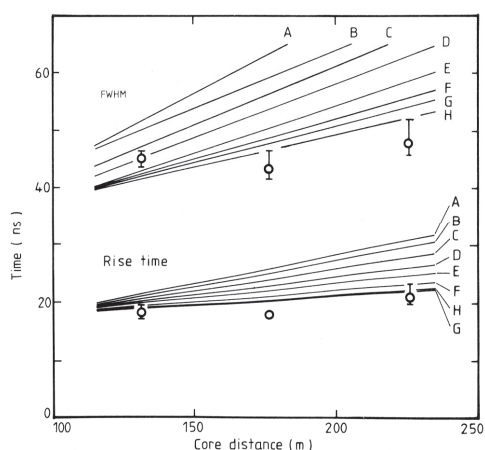


図 13. 空気シャワー  $\mu$  粒子の到着時間波形の立ち上がり時間 (Rise Time) と半値幅 (FWHM) とシャワー軸からの距離との関係. 実線は, 種々の相互作用モデルを用いた計算結果.

また,  $10^{18}$  eV を越えるような超高エネルギー宇宙線の新観測方法の開発を行った. その 1 つとして, 空気シャワーに伴う電波の観測を行った. これは, 現在の電波観測の潮流に先駆けるものであった. なお, この間の詳細は, 参考文献を明記するとどめさせていただく<sup>17, 18)</sup>.

このように, 1970 年代から 1980 年代前半にかけては, 世界的に見ても宇宙線を用いた高エネルギー相互作用の研究が主に行われていた. この状況を一変させたのが,



1983 年に発表された M. Samorski and W. Stumm の論文である<sup>19)</sup>。彼らは、ドイツ・キール大学の空気シャワーアレイを用いて観測を行い、はくちょう座 X-3 (中性子星と普通の星との連星系: Cyg X-3) と呼ばれる天体方向から到来する空気シャワーの中から、age パラメータが 1.1 以上を示す  $2 \times 10^{15}$  から  $2 \times 10^{16}$  eV の空気シャワーを選別し、その到来時刻と Cyg X-3 の連星周期 4.8 時間との同期性を解析した。その結果、あるフェーズのところの事象数が、他のフェーズの事象数分布から予想される事象数より約  $4.4 \sigma$  の過剰を示した、というものである。age  $\geq 1.1$  は、一次宇宙  $\gamma$  線が作る空気シャワーは原子核成分宇宙線より発達早いという特徴があることに基づく選別条件である。この結果は、Cyg X-3 が高エネルギー宇宙線の起源天体であることを示唆するものであった。ただし、現在までに、この結果を支持するような他の観測結果は得られていないが、1987 年に出現した超新星 1987A で加速されることが期待される高エネルギー宇宙線の観測が各地で行われたこともあって、宇宙線を用いた天体物理学的研究が一気に主流となり、現在まで続いている。本研究所でも、視野内にある X 線連星、パルサーや 1987A 等の興味深い天体からの  $10^{13}$  eV 以上の一次宇宙  $\gamma$  線の観測を行ったが、到来頻度の上限値を報告するにとどまった<sup>20)</sup>。

その後、大規模な空気チェレンコフ望遠鏡を用いた観測が各地で実施されるようになり、大きな進展を見せ、X 線連星やパルサー、超新星残骸において少なくとも高エネルギー電子が加速されているとの確証が得られている。現在さらに大型の望遠鏡施設が建設中であり、高エネルギー原子核成分の加速の解明に向けて研究が進められている。

## 5. 2. 1990 年代後半以後における研究成果

ここでは、1990 年代後半から現在に至るまでの研究内容について紹介させていただく。まず、1996 年当時の空気シャワーアレイでの検出器配置図を図 14 に示す。 $10^{13}$  eV 程度の空気シャワーを観測するため、シンチレーション検出器は約半径 60m の範囲内に配置した<sup>21)</sup>。さらに、空気チェレンコフ光測定装置 (図中★) 8 台を配置した。この空気チェレンコフ光測定装置には、立ち上がり応答 2ns と極めて特性の良い光電子増倍管を用いた。以上の構成で、空気シャワー観測を行うと同時に、空気チェレンコフ光の到着時間分布および横方向分布を測定し、観測高度上空での縦方向発達の情報を得た。

### (1) 到来方向異方性

宇宙線が銀河系内磁場の影響を受け、その進行方向が

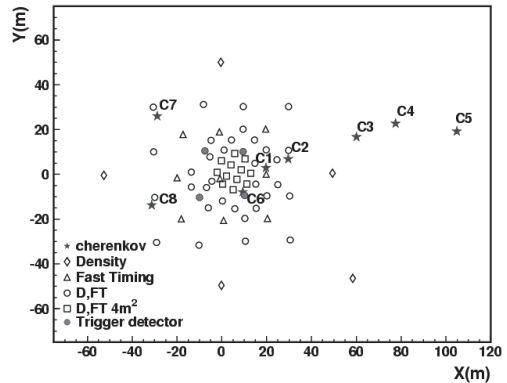


図 14. 1996 から 2005 年までの空気シャワーアレイ。○, △, □ はシンチレーション検出器。★ は空気チェレンコフ光測定装置。座標原点には、 $60\text{m}^2$  粒子検出器がある。

変化することから、加速源を同定することが困難であることは既に述べた。しかし、仮に、宇宙線加速源が太陽系の近傍に存在しているならば、その天体とそれほど異なる方向に宇宙線到来方向異方性が期待できる。理論計算によれば、その異方性の強度は 0.1 % の数倍程度である。これを検出するためには、気圧や気温の変動や測定装置の不安定性などによる測定結果への影響を高い精度で較正可能な実験を行う必要がある。第 15 図には、本研究所で観測した宇宙線過剰の有無の測定結果を各銀経毎に示してある。各図の横軸は銀緯を表し、すなわち、値 0 が銀面を表し、縦軸は観測された宇宙線の事象数

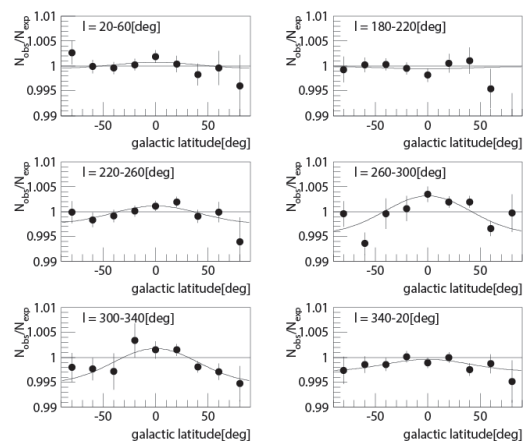


図 15. 銀河座標系を用いた宇宙線到来方向異方性測定結果。各図は銀経幅 40 度ごとに区切った結果。横軸は銀緯、縦軸は、観測された事象数/期待される事象数。実線はデータ点を関数フィットしたもの。詳細は本文参照。

$N_{\text{obs}}$  と、宇宙線が一様等方的に到来すると仮定したときのその期待値  $N_{\text{exp}}$  との比である。銀経 220 から 340 度にかけて銀河面方向に有意な宇宙線過剰があることがわかる<sup>22,23)</sup>。この方向は、銀河系で最も強いガンマ線源である帆座超新星残骸 (Vela SNR) の方向に近く、非常に興味深い。しかし、観測された宇宙線過剰が Vela SNR の寄与によるものかどうかは、詳細なシミュレーション計算結果との比較により検討しなければならない。なぜなら、このようなエネルギー領域の宇宙線は、銀河系磁場にまきつきながら伝播してくるため、過剰を示す方向は、太陽近傍の銀河系磁場構造の詳細に強い影響を受けるからである。一方、太陽近傍の銀河系磁場方向の測定結果は、銀経で 245 から 280 度までの値のみが報告されており、いまだ確立されていないのが現状である<sup>24)</sup>。また、宇宙線過剰の強度は、起源天体までの距離とその年齢に強く依存する。ここで注目している Vela SNR についていえば、その距離は 500 から 600 pc が定説であるが、最近では、その半分の 250 pc であるとの報告がなされている<sup>25)</sup>。また、超新星爆発の時期は、 $10^4$  年前と言われているが、同じ場所で  $10^5$  年前にも超新星爆発があったとの報告もある<sup>26)</sup>。そこで、太陽系近傍における銀河磁場の方向を測定結果の範囲以内で変えながら、Vela SNR を起源天体と仮定して、宇宙線伝播のシミュレーション計算を行った<sup>27)</sup>。ここでは、Vela SNR までの距離を 600 pc と設定している。図 16 には、計算の結果得られた超新星の誕生以後の本天体起源宇宙線の拡散の様子を示した。図中の座標(0,8500)に太陽系があり、(-596,8564)に Vela SNR があるとしている。また、図中に示してある数字は、超新星爆発後の経過時間の値である。図からわかるように、Vela SNR の年齢が  $10^4$  年で、太陽までの距離が約 250 pc であるか、または、距離が 600 pc であっても、年齢が  $10^5$  年であれば、太陽系で、この天体起源の宇宙線が観測できることになり、その強度もほぼ観測結果と一致することがわかった。また、過剰を示す方向は、太陽系近傍での銀河磁場方向を銀経 260 度程度に仮定すると、観測結果をよく再現できることもわかった。

## (2) 質量組成と一次宇宙線エネルギースペクトル

宇宙線質量組成の情報は、起源天体の同定や銀河系内伝播に関する情報を得る上で極めて重要である。しかし、何代にもわたる相互作用を経て観測される空気シャワーの情報から、一次宇宙線質量組成を導出するには、膨大なシミュレーション計算が必要であり、その分、多くの不確定要素が影響してくる。そこで、最終結果の信頼性を確立するために重視した点が 2 つある。1 つ目は、直接測定が得られているエネルギー領域で、空気シャワー

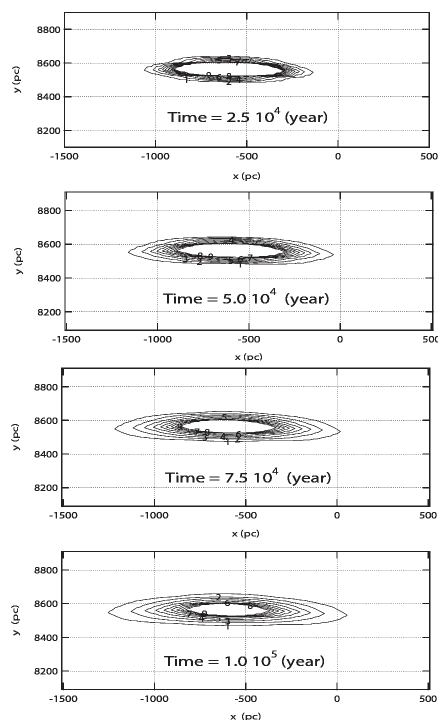


図 16. シミュレーション計算による Vela SNR 起源の宇宙線の拡散の様子。時間(Time)は、超新星爆発後の時間(単位: 年)を表す。

観測による質量組成測定を行い、直接測定結果と同じ結果が得られていることを示し、その手法の信頼性を確認する。その上で、同じ手法を用いて、より高いエネルギー領域の結果を得る。第二に、できるだけ独立な測定手法によって結果を得、それぞれの一致性を示めし、測定結果に対する信頼度を向上させる。

まず、空気シャワーアレイのみの測定結果からは、等頻度法を用いて、観測高度より深い大気深さでの縦方向発達の情報を得、それらの結果から一次宇宙線質量組成についての情報を導き出した。等頻度法によって得られた縦方向発達の結果を図 17 に示す<sup>28)</sup>。図中波線は観測結果を最もよく説明できる質量組成を仮定したときに期待される等頻度曲線である。ただし、測定の精度を考慮し、シミュレーション計算で仮定した一次宇宙線は、陽子と鉄原子核のみの混合であるとし、その混合比の最適値を用いた場合の計算結果を示したものである。この最適値を用いて  $\ln A$  の平均値を算出する。

次に、空気チェレンコフ光の到着時間分布と横方向分布測定結果を用いて、それぞれ独立に質量組成を導出した。この場合、測定結果と比較するシミュレーション計

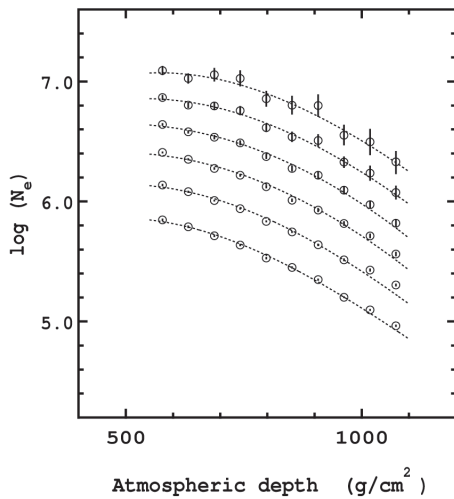


図 17. 等頻度法による縦方向発達測定結果. 点線は、一次宇宙線核組成を陽子と鉄の混合と仮定したとき、最も測定結果を再現する混合比を用いたときのシミュレーション計算結果

算では、一次宇宙線が陽子、鉄の他にヘリウム、炭素、シリコン、それぞれの原子核の混合であると仮定した<sup>29)</sup>。まず、空気チェレンコフ光到着時間波形の立ち上がり時間  $T_{10-90}$  の測定結果とシミュレーション計算結果の比較を描いたのが図 18 である。最終的には、エネルギーごとに最尤法を用いて陽子、ヘリウム、炭素、シリコン、鉄の混合比を決定した<sup>30)</sup>。

次に、空気チェレンコフ光の横方向分布測定結果についてであるが、まず、測定で得られた一次宇宙線が陽子、および鉄と考えられる事象を図 19 に示した。陽子の場合の横方向分布は、鉄の場合のそれと比較して全体的にシャワー軸からの距離  $r$  が大きくなるにつれて、光子数  $\rho$  の減少が早いことがわかる。この空気チェレンコフ光横方向分布測定結果を次式で解析することにより、個々の事象に対して  $\beta$  値を得る。

$$\rho(r) = A \cdot (r/R_0)^{-(\beta + r/R_0)}$$

この  $\beta$  値の分布とシミュレーション計算結果とを比較することにより、一次宇宙線エネルギーの関数として一次宇宙線核の混合比を決定する<sup>31)</sup>。測定結果の 1 例を図 20 に示す。

以上のように、等頻度法、空気チェレンコフ光到着時間分布と空気チェレンコフ光横方向分布、これら 3 つの測定結果を用いて独立に得られた一次宇宙線質量組成の結果を図 21 に示す。縦軸は、 $\ln A$  (ここで  $A$  は原子番号)

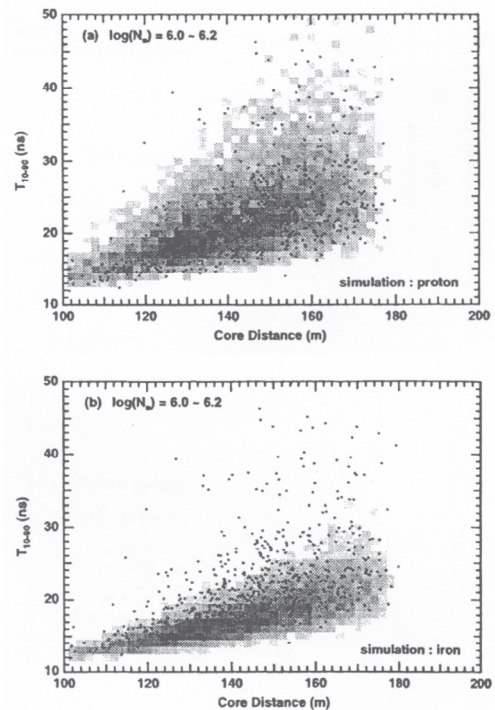


図 18. 空気チェレンコフ光到着時間波形の立ち上がり時間  $T_{10-90}$  の測定結果 (図中黒点) とシミュレーション計算結果 (図中モザイク部分) の比較. 図(a)は、一次宇宙線が陽子である場合の計算結果との比較. 図(b)は同じく一次宇宙線が鉄である場合.

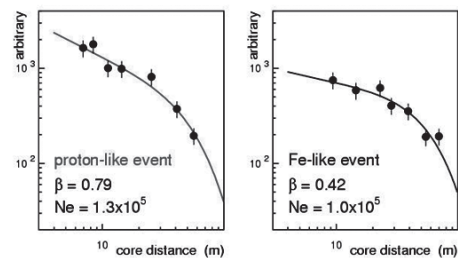


図 19. 空気チェレンコフ光横方向分布測定結果の例. 横軸は空気シャワー軸からの距離、縦軸は光子数に比例. (a)一次宇宙線核種が陽子と考えられる事例 (b)同じく鉄と考えられる事例.

を表している。我々の結果のほか、低エネルギー側での直接測定の結果や他のグループによる間接測定の結果も示してある。まず、3 つの手法による我々の結果 (図中、等頻度法: □, 空気チェレンコフ光到着時間分布: □, 空気チェレンコフ光横方向分布: ■, ●) は、測定

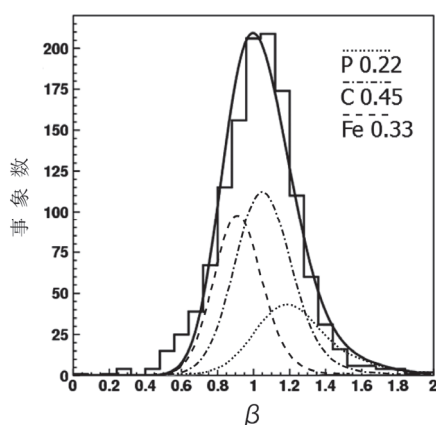


図 20. 空気チェレンコフ光横方向分布測定結果の  $\beta$  分布 (実線ヒストグラム). 陽子 22% (点線), 炭素 45% (一点鎖線), 鉄 33% (破線) の場合の計算結果とそれらの合計の分布 (黒曲線).

精度内でよく一致している. また,  $10^{14}$  eV 領域では, 我々の結果と直接測定の結果 (□, ◇) が良く一致しているのがわかる. 一方, 空気シャワー観測による他のグループの結果との一致性は極めて良くない. この点は, 相互の検討を深めていくなど, 今後の課題である.

我々の結果は, エネルギーが大きくなるにしたがって, 重い原子核成分に変化していることを明瞭に示している. そして, Knee 領域付近では, ほぼ一定となっている. 成分ごとの解析では, この付近でヘリウム成分が優勢となっているようだ. その後は, さらに重い成分へと変化している.

以上述べてきたように, 多くの点で各グループ間の結果の不一致が解消されておらず, 宇宙線起源に関する統一的な見解が確立できる段階には至っていない. 我々の結果だけから判断すると, 超新星および超新星残骸を起源とするモデルが予言する結果と矛盾しないようである. 特に, Knee 領域でヘリウム成分が優勢となる結果は, ウォルフレーイ星のような重い星の超新星爆発の寄与が大きいという理論的指摘<sup>34)</sup>に合致している.

次に, 我々の一次宇宙線質量組成の結果を考慮して得られた一次宇宙線エネルギースペクトルが図 22 である. なお, 一次宇宙線質量組成の情報を考慮することにより, 観測される空気シャワーサイズからエネルギーへの変換精度が向上することを, 特に断っておきたい. 図中黒丸が我々の結果であり, 比較のため他のグループの結果も示してある. なお, 縦軸は, エネルギースペクトルの微細な形状がわかりやすくなるように  $E^{2.5}$  (GeV<sup>2.5</sup>) を乗じ

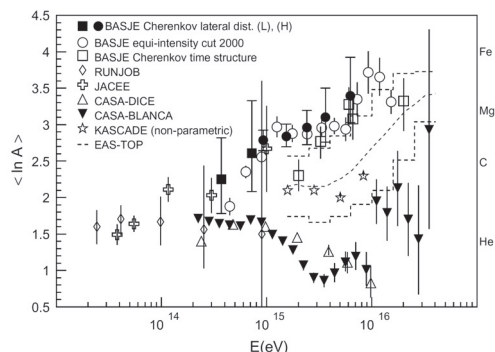


図 21. 一次宇宙線核組成測定結果. 我々の結果は, ○: 等頻度法, □: 空気チェレンコフ光到着時間分布, ■, ●: 空気チェレンコフ光横方向分布によるもの. 直接測定は, □: JACEE<sup>32)</sup>, ◇: RUNJOB<sup>33)</sup>. 他は, 他の空気シャワー実験グループの結果.

である. 図からわかるように,  $3 \times 10^{15}$  eV 付近に折れ曲がり方が確認できる<sup>28)</sup>. この形状から Knee と呼ばれている訳であるが, 加速現領域, または銀河系円盤からの漏れの影響であると予測される. 今後, 銀河系内や活動的天体内の磁場の情報がより深まれば, それを考慮した精密なシミュレーション計算結果との比較が行われることが期待される.

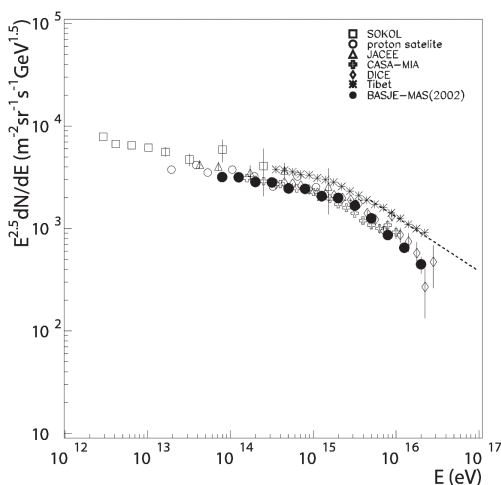


図 22. Knee 領域一次宇宙線の微分エネルギースペクトラム測定結果. 我々の結果は●印. 比較のため他のグループによる測定結果も描いてある.

### 5.3. 今後の研究

一次宇宙線の最高エネルギーは  $10^{20}$  eV 代に到達しているが, このような超高エネルギー宇宙線は, 銀河系磁場の影響をほとんど受けずに到来することが期待される.



一方、その到来方向分布測定結果は、ほぼ一様であり、また、銀河系内活動天体の磁場強度や規模を考えると、このような宇宙線は銀河系外から到来するものと考えられている。そうであれば、どこかのエネルギー領域で高エネルギー宇宙線起源が銀河系内から系外に移行していることになる。しかしながら、図 1 に示した宇宙線のエネルギースペクトルを見る限り、この移行を示すような大きな変化は見当たらない。しかし、一次宇宙線質量組成には大きな変化が起こる可能性がある。これは、超高エネルギー宇宙線が銀河系外活動天体を起源とすると、たとえ加速された核種が重い原子核であったとしても、その天体内の強い光子場や銀河間物質との相互作用によって、太陽系に到達するまでに陽子などの軽い核に変化してしまうことになるからである。これを支持する結果の一例を図 23 に示す<sup>35)</sup>。これは、宇宙線望遠鏡実験で得られた予備的な測定結果であるが、一次宇宙線のエネルギーが  $10^{18}$  eV を越えると、一次宇宙線核種が陽子などの極めて軽い核になることは間違いないようである。また、到来方向分布は、ほぼ一様であり、また、個々の超高エネルギー宇宙線到来方向に銀河系内活動天体が見当たらないなど、これらの宇宙線は銀河系外起源であることを強く示唆している。一方、 $10^{18}$  eV よりエネルギーが小さくなるにつれて、次第に重い核種に移行している徴候が窺える。このまま、Knee 領域までスムーズに軽い核に変化していくのか、または、どこかのエネルギー領域で急激に変化しているのか、極めて興味深い。運良く急激な変化が発見できれば、このエネルギー領域こそ銀河系内起源天体における宇宙線加速限界を示すものであり、銀河系内起源天体の解明に大きく貢献する結果となる。

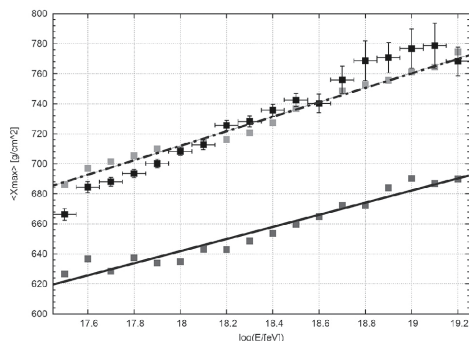


図 23. 一次宇宙線エネルギーに対する  $X_{\max}$  測定結果。実線は、一次宇宙線核種を仮定したシミュレーション計算結果、一点鎖線と■：陽子 100% の場合、実線と●：鉄原子核 100% の場合。

そこで、我々は、対象とするエネルギー領域を  $10^{16}$  eV 以上に設定し、新たな空気シャワーアレイを建設した<sup>36)</sup>。その検出器配置図が図 24 である。この空気シャワーアレイには、さらに空気チェレンコフ光測定装置 7 台を配置し、今までと同様、空気チェレンコフ光到着時間と横方向分布を測定している。現在、測定結果を解析中であり、できるだけ早く最終結果を得るべく努力している。

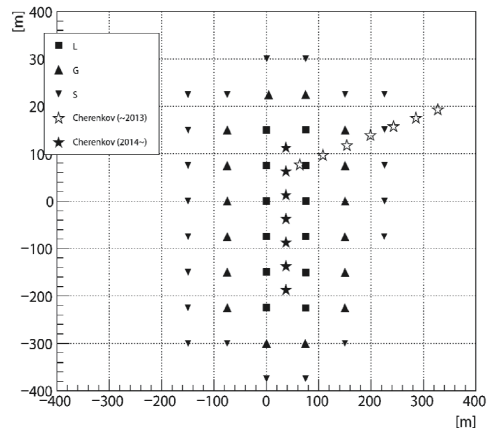


図 24.  $10^{16}$  eV 以上の一次宇宙線質量組成を測定するために設置した新空気シャワーアレイ。三角、四角印はシンチレーション検出器。星印は、7 台の空気チェレンコフ光観測装置。前半の配置場所★，後半の配置場所☆。

## 6. 最後に

高エネルギー宇宙線の観測は、多数の相互作用を経た結果である空気シャワーの測定、すなわち、間接測定に頼らざるを得ない状況にある。また、一次宇宙線が陽子や鉄などの原子核が主成分であり、銀河系内や銀河間の磁場の影響を受け、その起源天体、加速機構や伝播機構など、まさに根本的な課題の解明になかなか到達できない。しかし、宇宙における宇宙線の重要さは、宇宙線が有する総エネルギー量の多さばかりでなく、最高で  $10^{20}$  eV を越えていることからしても、宇宙の激烈な現象の解明には極めて重要な存在であることは疑う余地もない。近年、宇宙ニュートリノや重力波の検出によって、宇宙における現象の理解が格段に進んできているが、その中で、唯一残されている課題が、この高エネルギー宇宙線の起源の解明である。今後、若い世代の優秀な研究者の参加によって、さらに優れた成果がもたらされることを期待したい。

以上、チャカルタヤ山宇宙物理学研究所における宇宙線空気シャワー実験を紹介してきたが、宇宙線研究の内容の一端でもご理解いただけたのであれば幸いです。

参考文献

- (1) V. F. Hess, “Über Beobachtungen der durchdringenden Strahlung bei sieben Freiballonfahrten”, *Physikalische Zeitschrift*, **13**(1912), p.1084.
- (2) C. M. G. Lattes, G. P. S. Occhialini and C. F. Powell, “Observations on the tracks of slow mesons in photographic emulsions”, *Nature*, **160**(1947), p.453.
- (3) 菅浩一, “チャカルタヤ山上の宇宙線観測事業”, *学術月報*, **21-8**(1968), p.514.
- (4) 鎌田甲一, “ボリビアにおける宇宙線研究について”, *学術月報*, **23-1**(1970), p.21.
- (5) 村上一昭, “最近のボリビアと宇宙線研究”, *学術月報*, **24-5**(1971), p.304.
- (6) 高エネルギー宇宙線に関する一般的な解説書. M. S. Longair, “High Energy Astrophysics”, Cambridge University Press, (2011).
- (7) E. Fermi, “On the origin of the cosmic radiation”, *Phys. Rev.*, **75**(1949), p.1169.
- (8) J. Nishimura, “Theory of Cascade Showers”, *Handbuch der Physics*, **48-2**(1967), p.1.
- (9) 多米田裕一郎, “The Mass Composition of Ultra-High Energy Cosmic Rays Observed by Telescope Array Observatory”, 博士論文 (東京工業大学, 2010) .
- (10) K. Suga, G. Clark, and I. Escobar, “Scintillation Detector of 4-m2 Area and the Transisterized amplifier with Logarithmic Response”, *Review of Scientific Instruments*, **32**(1961), p.1187.
- (11) K. Suga, et al., “Bolivian Air Shower Joint Experiment”, *Journal of Physical Society of Japan*, **17**[Supplement A-3](1962), p.138.
- (12) K. Kamata, et al., “Predominantly Electromagnetic Air Showers of Energy  $10^{14}$  eV to  $10^{16}$  eV”, *Canadian Journal of Physics*, **46**(1968), p.72.
- (13) C. Aguire, et al., “Energy Spectrum of Surviving Primary Protons with Energies 3-30 TeV at 5200m a.s.l. and the Cross Section for Proton-Air-Nucleus Collisions”, *Nuovo Cimento*, **27B**(1975), p.263.
- (14) H. Bradt, et al., “The Primary Energy Spectrum from  $8 \times 10^{14}$  to  $4 \times 10^{17}$  eV”, *Proceedings of 9<sup>th</sup> International Cosmic Ray Conference*, **2**(1965), p.715.
- (15) M. La Pointe, et al., “Note on the Primary Energy Spectrum”, *Canadian Journal of Physics*, **46**(1968), p.68.
- (16) F. Kakimoto, et al., “Longitudinal Development of Muons in Large Air Showers at 5200m above sea level”, *Journal of Physics*, **G9**(1983), p.339.
- (17) F. Kakimoto, et al., “Acoustic Detection of Super Giant Showers”, *Proceedings of 17<sup>th</sup> International Cosmic Ray Conference*, **11**(1981), p.715.
- (18) T. Kaneko, et al., “Acoustic and VLF-ELF Radio Detection of Super Giant Air Showers”, *Proceedings of 18<sup>th</sup> International Cosmic Ray Conference*, **11**(1983), p.428.
- (19) M. Samorski and W. Stumm, “Detection of  $2 \times 10^{15}$  to  $2 \times 10^{16}$  eV gamma-rays from Cygnus X-3”, *Astrophysical Journal*, **268**(1983), p.L17.
- (20) H. Yoshii, et al., “Searches for Ultra-High-Energy Gamma Rays from SN 1987A and Centaurus X-3”, *Astrophysical Journal*, **472-2**(1996), p.800.
- (21) F. Kakimoto, et al., “A Small Air-Shower Array at Mount Chacaltaya”, *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research*, **A373-2** (1996), p.282.
- (22) F. Kakimoto et al., “Enhancement of Cosmic Rays from the Vela Region at  $E > 10^{12}$  eV”, *Proceedings of 26<sup>th</sup> International Cosmic Ray Conference*, **4**(1999), p.279.
- (23) N. Gironde, “Search for Diffuse Gamma Rays in the Southern Hemisphere”, 博士論文 (東京工業大学, 1998) .
- (24) Y. Sofue and M. Fujimoto, “A Bisymmetric Spiral Magnetic Field and the Spiral Arms in our Galaxy”, *Astrophysical Journal*, **265** (1983), p.459.
- (25) E.A. N. Cha et al., “The Distance to the Vela Supernova Remnant”, *Astrophysical Journal Letter.*, **515-1** (1968-3), p.L25.
- (26) B. Aschenbach, R. Egger and J. Trümper, “Discovery of Explosion Fragments Outside the Vela Supernova Remnant Shock-Wave Boundary”, *Nature*, **373-7** (1995), p.587.
- (27) D. Senda, S. Ogio and F. Kakimoto, “Simulation of Primary Cosmic Rays with Energies of 500 TeV Accelerated at Vela SNR”, *Proceedings of 25<sup>th</sup> International Cosmic Ray Conference*, **4**(1997), p.269.
- (28) S. Ogio et al., “The Energy Spectrum and the Chemical Composition of Primary Cosmic Rays with Energies from  $10^{14}$  to  $10^{16}$  eV”, *Astrophysical Journal*, **612-1**(2004), p.268.
- (29) Y. Shirasaki and F. Kakimoto, “Monte Carlo simulation of air shower development for the study of cosmic ray composition”, *Astroparticle Physics*, **15-3** (2001), p.241.
- (30) Y. Shirasaki et al., “Chemical Composition of Primary Cosmic Rays with Energies from  $10^{15}$  to  $10^{16.5}$  eV”, *Astroparticle Physics*, **15-4** (2001), p.357.
- (31) H. Tokuno et al., “The Cosmic Ray Primary Composition at the Knee Region from Lateral Distributions of Atmospheric Čerenkov Photons in Extensive Air Showers”, *Astroparticle Physics*, **29-6** (2008), p.453.
- (32) K. Asakimori et al., “Cosmic-Ray Proton and Helium Spectra: Results from the JACEE Experiment”, *Astrophysical Journal*, **502-1** (1998), p.278.
- (33) A. V. Apanasenko et al., “Composition and Energy Spectra of Cosmic-Ray Primaries in the Energy Range  $10^{13}$ – $10^{15}$  eV/particle Observed by Japanese–Russian Joint Balloon experiment”, *Astroparticle Physics*, **16-1** (2001), p.13.

- 
- (34) P. L. Biermann, “The Cosmic Ray Spectrum between  $10^4$  GeV and  $3 \times 10^9$  GeV”, *Astronomy and Astrophysics*, **271** (1993), p.649.
- (35) 小倉潤, “TA 実験 ハイブリッドトリガーデータを用いた一次宇宙線質量組成測定結果”, 修士論文 (東京工業大学, 2015).
- (36) Y. Tsunesada et al., “New Air Cherenkov Light Detectors to Study Mass Composition of Cosmic Rays with Energies above Knee Region”, *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research*, **A763** (2014), p.320.