

CTA 大口径望遠鏡分割鏡能動制御システムの開発
Development of the active mirror control system for the
CTA Large Size Telescope

東京大学理学系研究科 物理学専攻 手嶋研究室
深見哲志

2015年1月5日

目次

概要	3
第 1 章 超高エネルギー 線天体	5
1.1 超新星残骸	5
1.2 パルサー、パルサー星雲	7
1.3 活動銀河核	7
1.4 ガンマ線バースト	9
第 2 章 解像型大気チェレンコフ望遠鏡	12
2.1 大気シャワー	12
2.2 線の到来方向とエネルギーの決定	13
2.2.1 到来方向の決定	13
2.2.2 エネルギーの決定	14
2.3 線とその他宇宙線の識別	16
第 3 章 CTA 計画	19
3.1 主な IACT	19
3.2 目標性能	21
3.3 CTA サイト	22
3.4 望遠鏡デザインと配置	22
第 4 章 CTA 大口径望遠鏡光学系システム	26
4.1 放物面鏡と Davies-Cotton 型望遠鏡	26
4.2 光学系部品	27
4.2.1 分割鏡	27
4.2.2 ライトガイド	30
4.2.3 カメラ窓	30
4.3 分割鏡支持構造	32
4.4 分割鏡方向制御システム (AMC)	33
第 5 章 CTA 大口径望遠鏡分割鏡制御 (AMC) システムの開発	35
5.1 AMC システムによる分割鏡制御の概要	35
5.1.1 分割鏡方向制御の要求精度	35
5.1.2 分割鏡の方向制御過程	36

5.1.3	LST 全体の AMC システム	36
5.1.4	MAGIC 望遠鏡の AMC システムとの比較	38
5.2	AMC システムのハードウェア	40
5.2.1	アクチュエータ	40
5.2.2	無線モジュール XBee	40
5.2.3	カメラ、カメラレンズ、レーザー	43
5.2.4	PC、ネットワークスイッチ	44
5.2.5	試験構造体、電源ボックス、試験構造体スクリーン	44
5.3	AMC システムのソフトウェア	47
5.4	宇宙線研究所での AMC 試験—コード改善前—	49
5.4.1	セットアップ	49
5.4.2	カメラレンズの絞り決定試験	49
5.4.3	分割鏡制御の精度確認試験	51
5.4.4	分割鏡制御の精度確認試験 2	53
5.5	試験構造体を用いた無線通信強度試験	53
5.5.1	放射強度のアンテナ方向依存性確認	56
5.5.2	無線強度長期モニター試験	57
5.6	試験構造体を用いた分割鏡制御試験—コード改善前—	58
5.7	複数台カメラの画像取得コードの開発	60
5.8	試験構造体 LED スポットを用いた画像解析コードの改善	66
5.8.1	改善 1: ホットピクセルの処理	68
5.8.2	改善 2: スポット解析法の改善	68
5.9	試験構造体の温度による構造変化	70
5.10	試験構造体を用いた分割鏡制御試験—コード改善後—	72
第 6 章	まとめと今後の課題	80
付録 A	チェレンコフ放射の最低エネルギー	82
付録 B	アクチュエータの低温環境での動作試験	83
	謝辞	86
	参考文献	88

概要

線天文学はここ数十年で飛躍的に進歩した電磁波天文学の中で最も新しい分野であり、線観測により他の波長帯では得ることのできない高エネルギー現象についての詳細な情報を得ることができる。観測ターゲットはパルサー星雲、超新星残骸、活動銀河核、ガンマ線バースト等の非熱的な線を放射する天体やダークマターの探索まで多岐にわたる。

地球に到来する線は大気に吸収されるため地上で直接観測することができず、元来大気圏外に検出器を打ち上げて観測を行う必要があった。しかし線と大気との相互作用によって発生する電磁シャワーを利用することで可視光の1兆倍ものエネルギーを持つTeV帯域の線を地上から観測する望遠鏡が30年ほど前から建設され始め、TeV帯域の観測に大きく貢献してきた。その1つが電磁シャワーの過程で放射されるチェレンコフ光を利用した大気解像型チェレンコフ望遠鏡 (Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope, IACT) である。IACTの進歩に伴いTeV帯域の感度が大きく向上し、現在までに約180のTeV線を放射する天体が発見された。しかし、これらのうち多くは未同定天体または放射機構が完全に判明していない天体であり、より感度が高いIACTを用いて観測する必要がある。そこで次世代IACTであるCTA (Cherenkov Telescope Array) 計画が現在開発研究されている。CTAの感度は現行のIACTより1桁以上高く、エネルギー帯は20GeVから100TeVと幅広い。2020年頃にはCTAによって約1000のTeV線天体が発見されていると期待される。

CTAでは広い範囲のエネルギー帯をカバーするため3種類の口径の異なる望遠鏡を配置するが、日本グループは主に最も口径の大きい大口径望遠鏡 (Large Sized Telescope, LST) の開発を担当している。LSTは20GeVから1TeVの比較的低いエネルギーの観測に高感度を持つ。LSTの光学系は放物面鏡であり、球面鏡である分割鏡を理想に近い放物面上に並べる必要がある。しかしLSTの構造体は軽量な新素材であるCFRPチューブから構成されているが、天頂角に依存した自重により構造体に歪みが生じ、分割鏡の方向が最大4分角ずれる。そこでLSTでは分割鏡の分割鏡を1枚ずつ能動的に方向制御するAMC (Active Mirror Control) システムが採用される。AMCシステムでは各分割鏡に設置されたカメラを用いて参照となるスポットを常にモニターし、分割鏡の方向のずれをカメラ画像上でのスポット位置のずれとして検出する。もしずれが発生した場合は分割鏡を支える伸縮可能なアクチュエータで方向を調整する。

本論文では、LSTのAMCシステムの開発の現状を報告する。去年東京大学宇宙線研究所を修了された小島さんの先行研究があるが、コードを作り変え、より実用的でロバストな、完成度の高いソフトウェアへと改善を行った。

実際の運用では1台のPCで13枚のカメラを制御するが、今までのコードでは複数のカメラから画像を連続して取得することができなかつたため、コードを改善し、9台のカメラからの連続撮影試験を行ったところ問題なく画像取得できた。13台のカメラと接続した場合にも適用できると

予想される。

アクチュエータと PC 間は無線通信を行うが、無線が途切れる可能性が懸念されたため、ドイツの Max Planck Institute for Physics(MPI) にある LST の一部を模した試験構造体を用いて通信強度のモニター試験を行った。結果正しい位置関係とアンテナの方向を選択すれば安定した通信が行えると判断した。

複数台のカメラからの連続的な画像取得コードやスポットの位置解析法を改善し、試験構造体を用いた夜通しの AMC 試験を 7 晩連続で行った結果、要求精度を満たす方向制御を 7 晩通して行うことができた。また AMC 試験の各操作にかかった時間を測定して、13 枚の分割鏡は最短で約 2 秒で制御可能であると見積もった。

また分割鏡の方向は動かさず、試験構造体先の参照光である LED を一晩中撮影し位置を毎回記録することで、LED 位置の時間発展を見つけた。温度変化と位置の移動量の関係を調べ、この時間発展が温度変化による試験構造体の熱膨張によるものと仮定して、構造体の変形量と方向を見積もった。この見積もりが正しいか確かめるためには試験構造体の構造計算を行う必要がある。

以上のように、現在ラパルマに建設中の LST1 号基に設置して十分に稼働することのできる AMC のソフトウェアの開発に成功した。

第1章 超高エネルギー 線天体

1989年 Whipple 望遠鏡がカニ星雲からの TeV 線を検出して以来、大型の地上 線望遠鏡が続々と建設され、現在までに 170 を超える超高エネルギー 線天体が発見された [1]。基本的に 100GeV を超えるエネルギーの 線は、様々なスケールの重力系における中心付近のエネルギー密度の高いコンパクトな領域から放射される。そのため銀河系外天体はほぼ全て点源として観測され、広がって見える天体は銀河系内の超新星残骸、パルサー星雲、銀河系中心領域等に限られる。この帯域での放射機構については、非常にエネルギーの高い電子による光子の逆コンプトン散乱または原子核同士の衝突によって生成した中性パイオンの崩壊の 2 過程が支配的であるとされる。本章では、銀河系内天体である超新星残骸、パルサー、パルサー星雲、系外天体である活動銀河核、ガンマ線バーストを解説する。

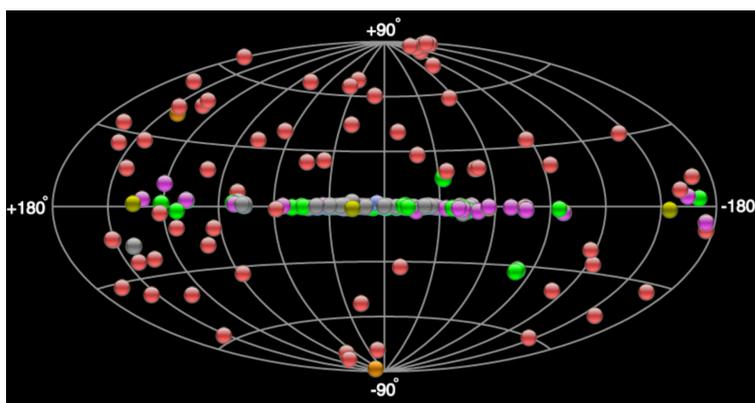


図 1.1: 現在までに発見された 170 以上の TeV 線天体。座標は銀河座標である。それぞれ赤が活動銀河核、緑が超新星残骸、紫がパルサー星雲、黄が 線連星、オレンジがスターバースト銀河、灰が未同定天体。[1]

1.1 超新星残骸

超新星残骸 (SuperNova Remnant, SNR) は大質量星の最期に発生する超新星爆発の後に宇宙空間に吹き飛ばされた星の内部物質の残骸である。SNR は重元素を放出するだけでなく宇宙線を加速するという大きな役割を持っていると考えられている。SNR の重元素に関する様々な研究は X 線以下のエネルギー帯の光子の観測によって古くから進められてきたが、宇宙線加速に関しては線望遠鏡の発展に伴い最近になって関心が集まり始めた。

SNR の宇宙線加速現場は衝撃波である。超新星爆発によってできた衝撃波面上で高エネルギー電子によるシンクロトロン放射が X 線で観測されたため、実際に衝撃波が電子を加速していることが証明された。そして TeV 線を放射する SNR も幾つか発見され、電子や陽子が TeV 以上のエネルギーまで加速されていることも確認された。加速されるのは主に電子または陽子であるが、TeV 線の放射過程は、電子の場合背景光に対する逆コンプトン散乱、陽子の場合分子雲との衝突による π^0 粒子の生成後の崩壊、と考えられている。

加速機構については、フェルミの 1 次加速等の良い衝撃波加速モデルは存在するものの、全ての SNR について全容が明らかになっているわけではない。加速機構に関連して現在解明されていない問題を 3 点以下に挙げる。

1. なぜ一部の SNR のみ TeV 線を放射するか
2. 電子と陽子のどちらが加速されているか
3. 加速された電子や陽子はいつ衝撃波を抜け出すか

2 について、電子の逆コンプトン散乱の反応断面積に Klein-Nishina 効果によるカットオフがあり、電子由来の TeV 線のスペクトルならばカットオフが存在するため、電子と陽子を区別できる。また電子と陽子で放射場所が違うため、これによっても区別できる。現行の望遠鏡の性能では不可能であった。3 について、古い SNR は 10GeV 付近にカットオフのある非常にソフトなスペクトルを持つため、高エネルギー粒子は早い段階で抜け出した可能性がある、という点だけ判明している。

いずれにせよこれらの問題を解決するには、より高感度、高角度分解能の TeV 線望遠鏡を用いて観測を行うことが求められる。

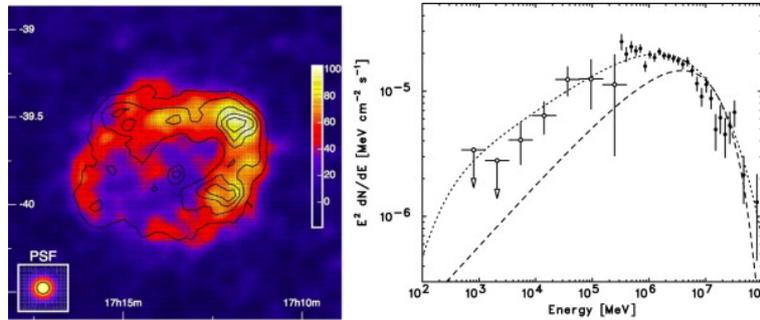


図 1.2: (左) : SNR、RX J1713.7-3946 のイメージ [2]。グラデーションは H.E.S.S. 望遠鏡による TeV 線イメージ、等高線は X 線望遠鏡あすかによる X 線イメージを表す。これらの帯域の放射領域は非常によくシンクロしていることがわかる。(右) : RX J1713.7-3946 のエネルギースペクトル分布 (Spectrum Energy Distribution, SED) [3]。データは Fermi 望遠鏡と H.E.S.S. 望遠鏡による。下側の点線はシンクロトロン放射による X 線のフラックスから求めた電子分布を用いて計算した逆コンプトン散乱スペクトル、上側の点線は陽子のスペクトルの指数-1.7、カットオフ 25TeV と仮定した時の π^0 崩壊スペクトル。

1.2 パルサー、パルサー星雲

パルサーは高速で自転する磁化した中性子星である。パルサーは主に一般的なパルサーとミリ秒パルサーに分類され、前者は自転周期が約 10 ミリ秒 ~ 数秒、磁場は $10^{11} \sim 10^{14}$ G であるのに対し、後者は自転周期が数ミリ秒、磁場が $10^8 \sim 10^9$ G、年齢は $10^8 \sim 10^{10}$ 年である。大きく異なった特徴を示すが、共に GeV 以上の γ 線を放射し、放射過程は同一であると示唆されている。

代表的な TeV γ 線で非常に明るいカニパルサーについては現在まで多くの観測がなされてきた。MAGIC 望遠鏡により 25 GeV 以上のパルス成分が検出されたことにより、パルスでのスペクトルの形状を理論的なモデルと比較することで、TeV γ 線は磁気圏の外側の slot-gap 領域または outer-gap 領域からの放射であることが判明した (図 1.3 左)。しかし、理論上ではカットオフエネルギー以上の γ 線が指数関数的に減少するはずのスペクトルがべき乗で減少しており (図 1.3 右)、TeV 付近の高エネルギーまで伸びていることがわかった。従来のモデルではこのスペクトルを説明することができないため、現在様々な新しいモデルが提唱されている。

パルサーのパルス放射は解放した回転エネルギーのごく一部であり、残りの大部分は相対論的なプラズマ風 (パルサー風) として磁気圏外へ放出される。パルサー風は周囲の星間物質と衝突し衝撃波を形成し、荷電粒子が加速され、シンクロトロン放射や逆コンプトン散乱によって電波から TeV γ 線までの非常に広い波長帯で明るく輝く。このパルサー星雲においても粒子の加速機構は完全には解明されておらず、議論が進められているとともに次世代の望遠鏡による観測が待ち望まれている。

1.3 活動銀河核

活動銀河核 (Active Galactic Nuclei, AGN) は、非常に小さい領域から銀河全体にも匹敵するエネルギーを放出する活動的な銀河中心である。中心には太陽質量の 10^{10} 倍以上の大質量ブラックホールが存在し、ブラックホールに降着する物質の重力エネルギーの解放により非常に明るく輝く。一部の AGN は電波強度が強い電波銀河と呼ばれ、相対論的なプラズマジェットを伴う (1.4 左)。特にジェットが観測者方向を向いている AGN はブレイザーと呼ばれ、ジェット内部の電波から γ 線に至る幅広い波長帯の放射が観測される。ブレイザーは銀河系外の TeV γ 線天体の大部分を占める。

ブレイザーに関しては以下の点が未解明である。

1. 相対論的ジェットの内部構造
2. 短時間で γ 線放射強度が大きく変動するフレアの発生、終息機構
3. ブレイザーの系統的理解

典型的なブレイザーのスペクトルを図 1.4 右に示した。低エネルギーのピークが電子のシンクロトロン放射、高エネルギー側のピークが同じ電子による逆コンプトン散乱であると考えられているが、確かな証拠があるわけではない。フレアは数分から数日という非常に短い時間で変動するため、ブラックホールのごく近傍での現象を反映すると考えられている。現行の望遠鏡ではフレアの

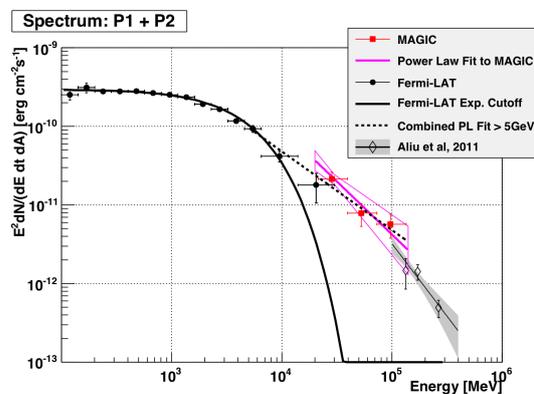
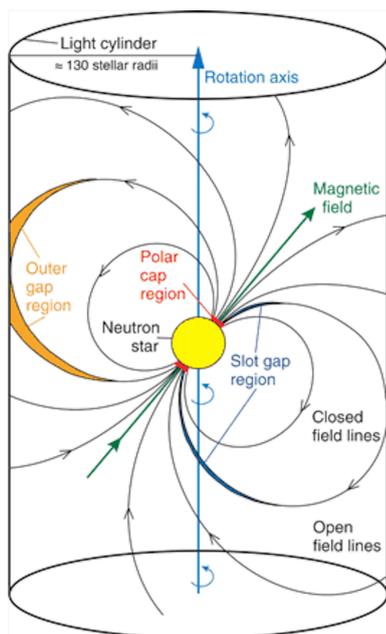


図 1.3: (左) : 中性子星のイメージ [4]。かつて polar-cap 領域、slot-gap 領域、outer-gap 領域のいずれにおいて 線の放射が発生するか議論になったが、MAGIC や Fermi が詳細なスペクトルを取得し、polar-cap 領域での放射は棄却されることとなった。(右) : crab パルサーのパルス成分のスペクトル。黒い実線が指数関数的な減衰を考慮して Fermi データをフィットしたもの。赤点が MAGIC データ、100GeV 以上が VERITAS データ。400GeV 付近までスペクトルがべき乗で伸びている [5]。

増光期のみ TeV 線が観測され、十分な時間分解能での観測も達成していないので、フレア発生機構については全く分かっていない。今後は高感度、高分解能を持った望遠鏡による観測が求められる。

レーザーからの 線放射を観測することで宇宙背景光や銀河間磁場の測定も行うことができる。TeV 線は宇宙背景光と衝突して電子陽電子を対生成し、それらがマイクロ波背景放射を逆コンプトン散乱するによって新たに GeV 帯域に 2 次放射を行う。TeV 線の吸収量によって宇宙背景光の量が、2 次線の量によって電子陽電子の軌道を変えた磁場の強度がわかる。

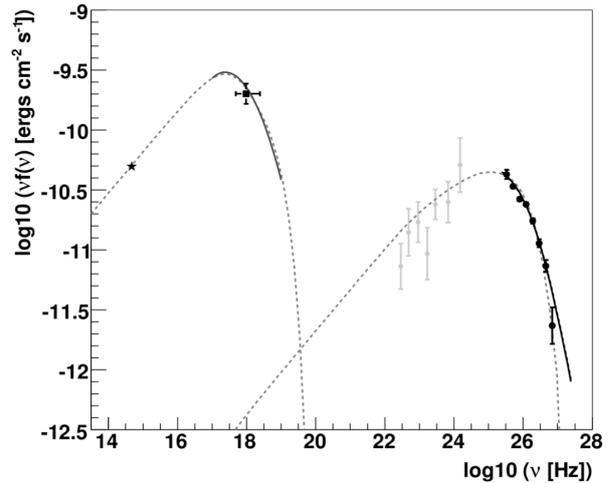
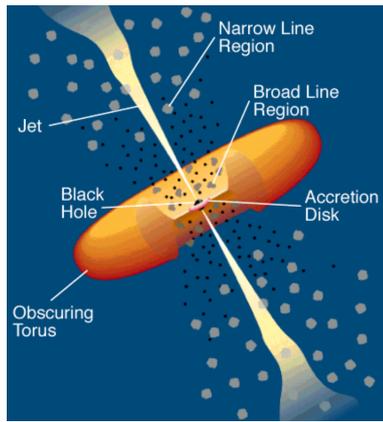


図 1.4: (左) : AGN の全体構造の模式図 [6]。中心のブラックホールから上下に相対論的プラズマ流のジェットが吹き出している。周辺には降着円盤、高速運動する分子による広輝線領域、分厚いトーラスがブラックホールを取り囲んでいる。(右) : 典型的なレーザー Mrk421 の SED。可視光は KVA 望遠鏡、X 線は RXTE/ASM、GeV 領域は EGRET、TeV 領域は MAGIC のデータをそれぞれ表す [7]。点線は synchrotron self-Compton モデル (同じ電子のシンクロトロン放射と逆コンプトン散乱) によるフィット。

1.4 ガンマ線バースト

ガンマ線バースト (Gamma Ray Burst, GRB) は、太陽が一生涯かけて放出するエネルギー (10^{53} erg 程度) を数秒の間に放出する、現在起こりうる宇宙最大の爆発現象である。膨大な 線を放出するにもかかわらず、中心天体の正体や発生機構など重要な部分はあまり解明されていない。

GRB の放射過程は時間帯、波長帯によって 2 種類に区別される。最初の 線光子が検出されてから数十秒以内までの間に keV から MeV 帯域の 線に主に行う放射を即時放射、その後電波から GeV までの広い波長帯の光子による数日以上にわたって緩やかに減衰していく放射を残光放射、と呼ぶ (図 1.5)。

残光放射に関しては、相対論的ジェットが星間物質と衝突した際に起きる衝撃波によって電子が加速され、その電子のシンクロトロン放射が残光放射として観測されるとする説が有力である。しかし 2013 年に起きた非常に明るい GRB130427 では観測者系で約 100GeV の光子が観測され、こ

の光子はシンクロトロン放射では説明できない [8] と結論づけられたため、現在も議論がなされている。

即時放射は天体の中心付近で発生するとされ、発生機構に関しては内部衝撃波モデルや光球熱的放射モデル等幾つかのモデルは提唱されているものの、いずれも十分に観測結果を再現できていない。また即時放射の継続時間によって2種類のタイプのGRBに分類することができ(図1.6左)、即時放射が長いタイプは大質量星の崩壊と関連していることが明らかになりつつあり、短いタイプは中性子星やブラックホール等のコンパクト天体の合体によるものと考えられているが、直接的な証拠はない。即時放射のスペクトルは多くの場合 Band 関数という滑らかに折れ曲がった指数関数でよくフィットされることが知られている(図1.6右)が、線の限られた範囲のみであるので、より高エネルギー帯域でのスペクトルを得て議論する必要がある。長いタイプに関しては素早い地上望遠鏡で観測できる可能性があり、性能のよい地上望遠鏡を用いる事で GeV 帯域での即時放射スペクトルを得ることが期待されている。

また、GRBは重力波源として有力であり、宇宙論的な距離で発生することから、ローレンツ不変性の破れの検証などもできる。GRBの観測はGRB本体だけでなく基礎物理的な情報も手に入れることができるため、非常に重要な天体である。

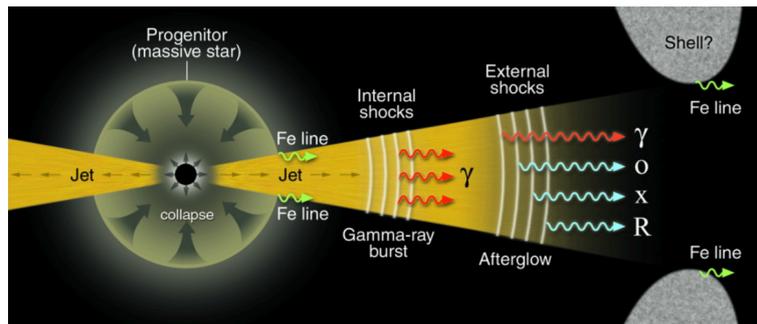


図 1.5: GRB の放射イメージ [9]。ここでは内部ショックにより即時放射が発生し、衝撃波によって加速された電子による残光放射が表されている。

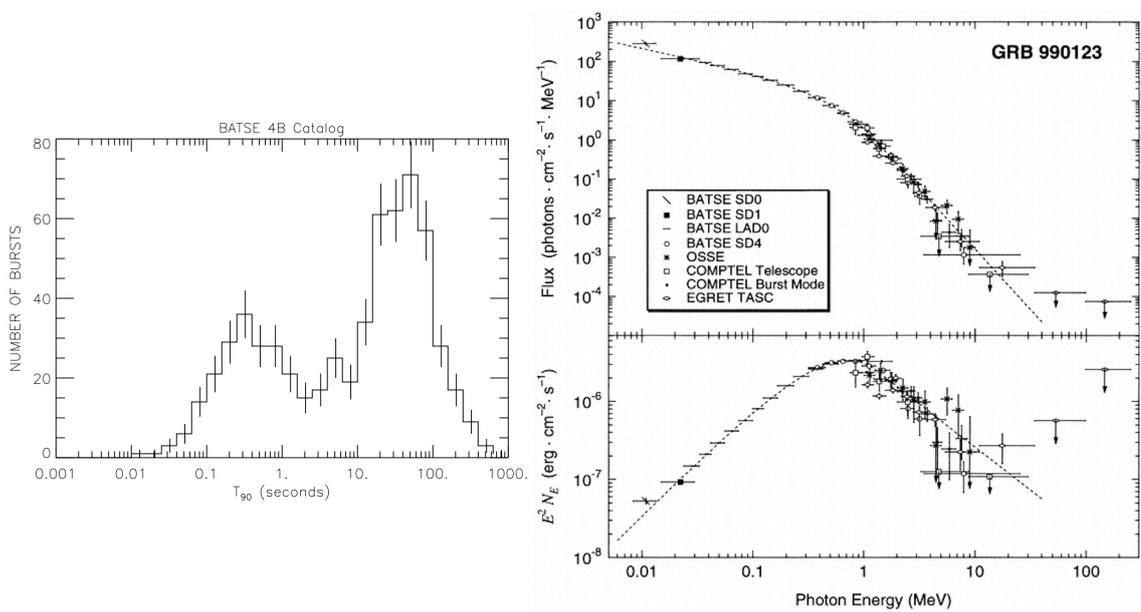


図 1.6: (左) : 即時放射の継続時間のヒストグラム。[10] 約 2 秒を境に分布が 2 山に分かれている。(右) : GRB990123 の即時放射スペクトルと Band 関数でのフィット。[11] Band 関数でよくフィットされているが、データは衛星望遠鏡からのみであり 100MeV 以上のスペクトルは地上望遠鏡を用いなければ得られない。

第2章 解像型大気チェレンコフ望遠鏡

宇宙から到来する 線は大気中の粒子と相互作用し地上まで到達することができないため、地上において直接観測することはできない。従来我々は観測衛星を打ち上げ大気圏外で 線の検出を行ってきたが、高エネルギーの粒子ほどフラックスが低くなり統計数を稼ぐことができないという問題がある。そこで考案された方法が、 線と大気粒子との相互作用で発生した 2 次粒子からのチェレンコフ光を反射鏡で集光し、焦点面に設置したカメラで撮像を行い、その画像を基に 1 次線の到来方向とエネルギーを再構成する方法である。この技術が使用されている望遠鏡は解像型大気チェレンコフ望遠鏡 (Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope, IACT) と呼ばれている。本章では IACT の原理について概要を述べる。

2.1 大気シャワー

まず、IACT の原理に深く関わる、高エネルギー 線が大気中で発生させる電磁シャワーについて説明する。

地球に到来した 1 次 線は大気中の粒子と衝突し、電子陽電子対生成 (pair creation) を起こす。生成された電子、陽電子は制動放射 (bremsstrahlung) を起こし、共に 線を発生させる。この 2 つの電磁相互作用により 線光子数が 2 倍に増え、この過程を繰り返すことで 線、電子、陽電子が増幅され、シャワーが形成される。高度が下がるにつれ 線、電子、陽電子のエネルギーは減少し、電子陽電子の反応として電離損失 (ionization loss) が制動放射に比べ優勢となるため、粒子数が増加することはなくなり、シャワーの発達は次第に収まる。

シャワー発達の過程で、大気中の光速を超える速度で運動する荷電粒子はチェレンコフ光を放射する。単位長さあたりに放出するチェレンコフ光の光子数 N 、チェレンコフ光の放射角 θ は以下の式で与えられる [12]。

$$N = 2\pi\alpha \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(1 - \frac{1}{(\beta n(\lambda))^2}\right) \frac{d\lambda}{\lambda^2} \quad (2.1)$$

$$\cos\theta = \frac{1}{n\beta} \quad (2.2)$$

ここで $\beta = v/c$ は荷電粒子の速度、 n は大気の屈折率を表す。式 2.1 から、地上で十分高いエネルギー ($\beta \sim 1$) の電子が 1m 走った時に波長 400nm - 600nm の範囲に発するチェレンコフ光の光子数は約 20 個であることがわかる。地上付近の大気の屈折率は約 1.0003 であるため、式 2.2 により放射角は約 1.4 °となる。

2.2 線の到来方向とエネルギーの決定

大気シャワー中で発生したチェレンコフ光は全体として円錐状に降り注ぎ、地上に設置した反射鏡を用いて多数の光センサーが平面上に配置された焦点面カメラに集光する(図 2.1)。

トリガーがかかる度にセンサー後方の読み出し回路によって各センサーに入射した光子の数が計測され、各イベントの焦点面カメラのイメージが出来上がる。このイメージを元に線の到来方向とエネルギーを決定する事になる。

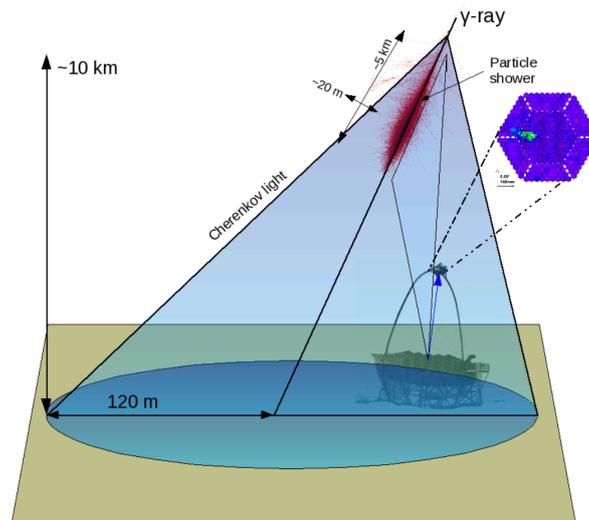


図 2.1: 線による電磁シャワーとチェレンコフ光円錐のイメージ [13]

2.2.1 到来方向の決定

主にステレオ法、displacement 法の 2 種類の方法がある。

ステレオ法では複数の反射望遠鏡の焦点面カメライメージを用いて方向を決定する。図 2.2 はシミュレーションソフトを用いた CTA 大口径望遠鏡のうち 2 台の焦点面イメージである。300GeV の線を天頂方向から降らせ、2 台ともに天頂方向を向いた状態で観測した。それぞれのシャワーイメージはシャワーの形状を表しているため、イメージを楕円形に近似することができる。楕円の長軸の延長線上に線の到来方向があると考え、重ね合わせた 2 つのシャワーイメージを楕円近似し、長軸線の交点をとる。この点がシャワーの到来方向に対応している。

ステレオ法では望遠鏡の台数が多いほど決定精度が高いが、一台のみの観測ではこの方法を使用することはできない。またシャワーコアの位置が望遠鏡から遠く複数カメライメージの楕円の長軸が平行に近い時も高精度で決定することができない。そのためこれらの場合の代替案として displacement 法という方法がとられる事がある。

displacement 法は楕円近似したイメージの長軸 (length) と短軸 (width) の値を用いる [17]。シャワーコア位置と望遠鏡との距離 (impact parameter) が遠いほど望遠鏡がシャワーを見込む角度が大きくなり、length/width 比が大きくなる。これを利用して length/width 比から到来方向を見積もる。

この方法では 1 台の望遠鏡でも方向を決定することが可能であり、また複数台それぞれで求めた到来方向を焦点面上で平均した点はステレオ法で再構成した方向より実際に近い場合も多い。計算上再構成点が 2 点出現するという欠点があるが、時刻の情報を使用する、あるいは複数台のイメージによってできた再構成点の最も近い点同士を平均する、等の処置を行うことによって解消することができる。

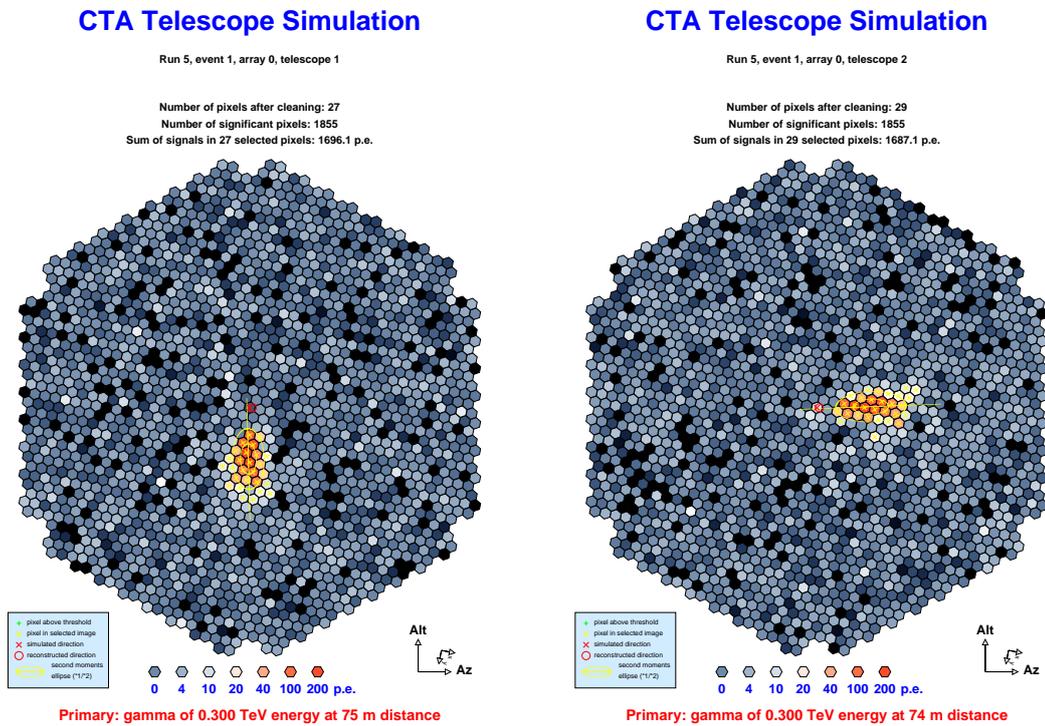


図 2.2: CTA 大口径望遠鏡焦点面検出器のチェレンコフ光イメージ。シミュレーションソフト、*corsika, sim_telarray* による。

2.2.2 エネルギーの決定

チェレンコフ光が地表に到達する際の分布は、シャワーのコア位置を中心とした円状となる。シミュレーションによりチェレンコフ光の地表での光子密度分布は以下の特徴を持つことが知られている。

- GeV オーダーの 線が作るチェレンコフプールの半径はエネルギーに依らずほぼ 120m で一

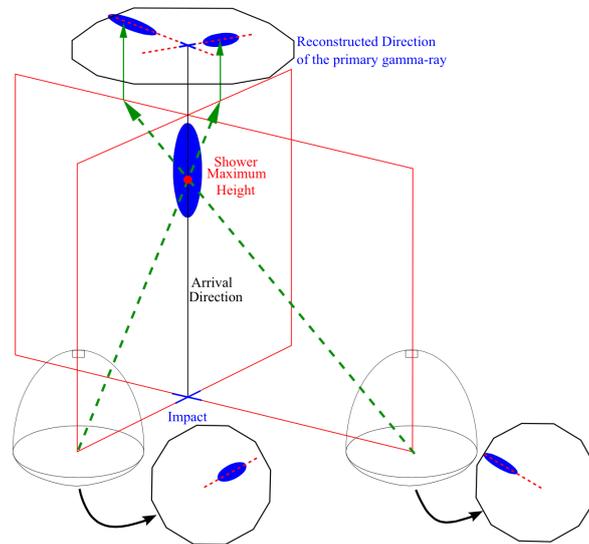


図 2.3: ステレオ法による 線の到来方向の再構成の原理 [16]。楕円の長軸の交点が到来方向に対応している。

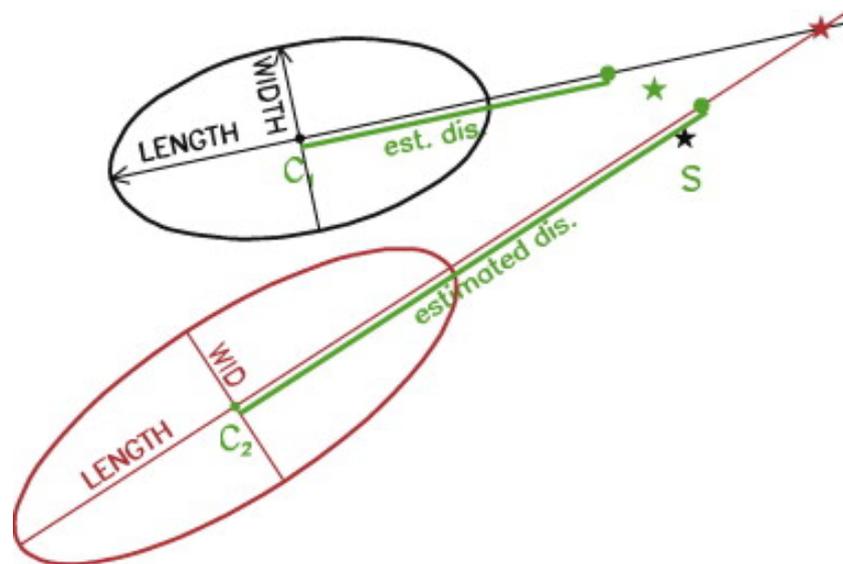


図 2.4: displacement 法による 線の到来方向の再構成の原理 [17]。width と length の比を計算し、そこから得られる楕円中心と到来方向を表す点との距離から到来方向を決定する。2 台以上の場合は 1 台で求めた点同士で位置平均をとり、その場所を新たな再構成点とする。

定であり、円の外側では急激に光子密度が減少する (図 2.5)。

- 円の内側の光子密度はほぼ一定であり、一次線のエネルギーが高いほど高くなる。

この性質を利用すると、エネルギー決定の過程は次のようになる。チェレンコフイメージの総光子数 (Size) を計算し、十分明るい場合チェレンコフプールの半径 $120m$ 以内に望遠鏡が含まれていると判断できる。Size は集光面積や鏡の反射率等を考慮して光子密度に変換でき、線エネルギーとプール内光子密度の対応関係により線のエネルギーを見積もることができる。

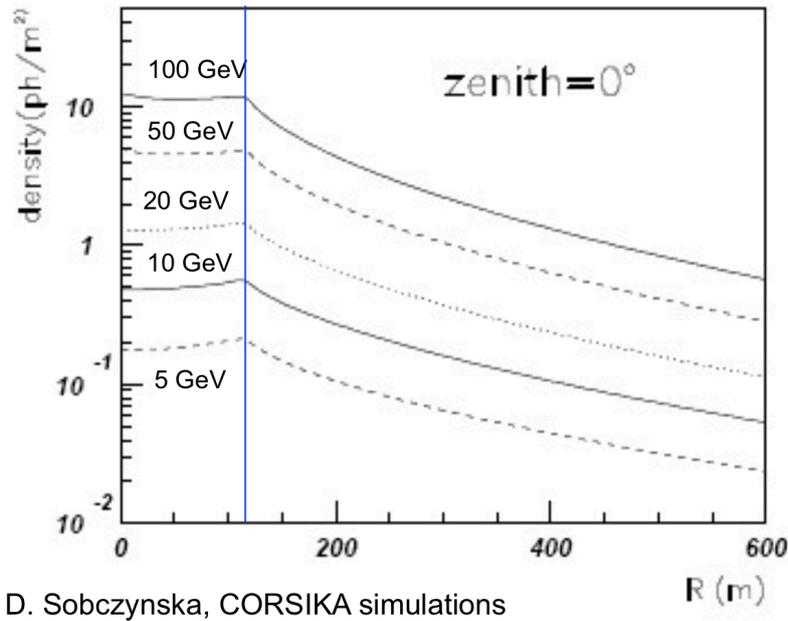


図 2.5: 地表でのチェレンコフ光の光子密度分布 [14]。120m より内側ではほぼ一定、外側で急激に低下する。線のエネルギーと一定領域の光子密度はほぼ比例関係にある。

2.3 線とその他宇宙線の識別

線以外の高エネルギー宇宙線も電磁シャワーを発生させるため、バックグラウンドとなりうる。トリガーイベントのうち約 99%程度が線以外の宇宙線であり、これら大量のバックグラウンドから線のイベントのみ抽出する必要がある。

図 2.6 に線由来のシャワーと陽子や原子核等ハドロン由来のシャワーの模式図を示す。ハドロンは最初に大気中の原子核と衝突 (spallation) し、K 中間子や中間子、入射粒子より軽いバリオンを発生させる。主な崩壊過程として、K 中間子は約 10^{-8} 秒でミューオンまたは中間子に崩壊し、 0 中間子は約 10^{-16} 秒で線に、 $^{\pm}$ 中間子は約 10^{-8} 秒でミューオンに、ミューオンは約 2×10^{-6} 秒で電子、陽電子に崩壊する。軽いバリオンは入射粒子と同様の生成物を伴う衝突を起こす。反応が進むにつれて線、電子陽電子のみが残り、線由来のシャワーと同じ原理で発達が進む。

線とハドロンのシャワーで異なる点は上記のハドロン相互作用の部分であり、この部分がシャワー全体の形状の違いに影響する。最初の入射ハドロンと大気原子核の反応で生成した粒子は入射方向に対し垂直な方向に $400\text{MeV}/c$ 程度の運動量を持ちうる事が知られており、また生成粒子の種類も一定ではないので [15]、ハドロン由来のシャワーは線由来のシャワーに比べ横方向に広がり、不規則な形状となる。

この形状の差を利用して線と宇宙線を識別し、バックグラウンドの宇宙線を除去する。実際にはシャワーの形状の差は焦点面カメラでの像の違いとして現れるため、像の明るさや形状から判断しなければならない。

線由来のシャワーが作る画像は楕円形に近くなるため、シャワーイメージを楕円形で近似する。閾値を超えたピクセル群のみをシャワーからのチェレンコフ光と考え抽出し、楕円近似した後シャワーの形状を特徴付ける値として楕円に関するパラメータ (Hillas parameter) を計算する (図 2.7)。Hillas parameter にシャワーの形状の違いが落とし込まれるので、Hillas parameter を識別基準とすることで線と宇宙線を振り分けることができる。

Hillas parameter の中でも width は、シャワーの最大発達点での水平方向の広がりを表しており、前述のように線と宇宙線で値が大きく異なるので、識別に非常に有用である。

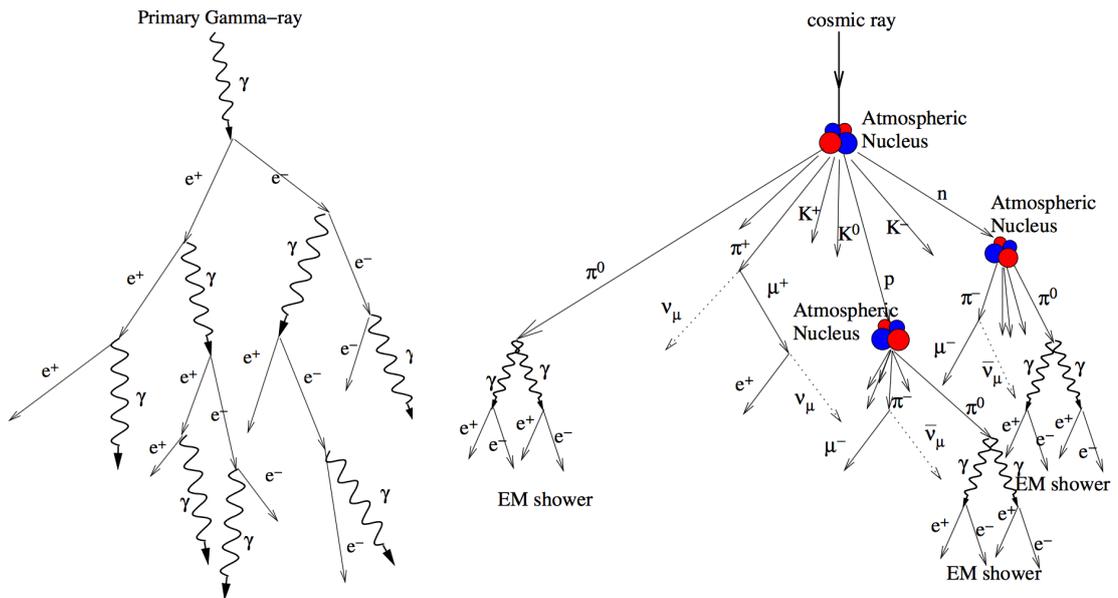


図 2.6: 線由来のシャワーと、陽子や重い原子核等のハドロン由来のシャワーの反応過程 [13]

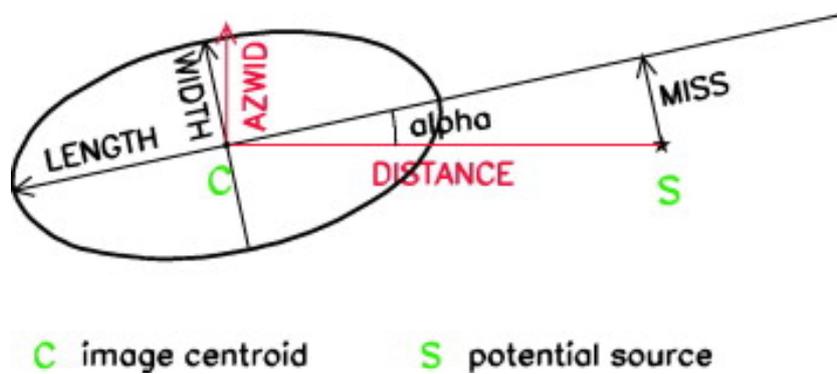


図 2.7: シャワーイメージの Hillas parameter[17]。線由来のシャワーと宇宙線由来のシャワーをこれらのパラメータを用いて区別する。width, length は楕円の長径と短径を表し、distance は potential source とシャワーイメージ中心との距離、miss は potential source の楕円長軸の延長線からのずれ、alpha は楕円長軸と potential source-楕円中心を結ぶ正しいシャワー軸とのずれ角、をそれぞれ表す。

第3章 CTA 計画

CTA (Cherenkov Telescope Array) 計画は、約 20GeV から数 100TeV にわたる高エネルギー線を現行の IACT と比べ 1 桁高い感度で観測することを可能とする、次世代 IACT である。IACT の歴史は比較的浅く、1980 年代になり初めてカニ星雲からの TeV 帯域線が初期 IACT である whipple 望遠鏡によって高感度で検出され [18]、その後 2000 年代に入り、より大型でより多くの望遠鏡数を用いた IACT が次々と建設された。現在 IACT を用いた数十 GeV から数十 TeV の範囲の超高エネルギー線観測が非常に活発に行われており、IACT の発展により現在までに約 180 の TeV 帯域線天体が発見されてきた。CTA 計画は今までの IACT の技術を受け継ぎ、現行の望遠鏡の性能を大きく凌駕する IACT の決定版である。本章では、まず現行の代表的な IACT を簡単に紹介し、その後 CTA 計画の概要について説明する。

3.1 主な IACT

現在活躍している代表的な大規模 IACT に MAGIC、VERITAS、H.E.S.S.、の 3 つが挙げられる。

MAGIC 望遠鏡は口径 17m の大型反射鏡 2 台からなり、2004 年に 1 台目の望遠鏡となる MAGIC-I、2010 年には MAGIC-I から約 85m 離れた地点において 2 台目の望遠鏡である MAGIC-II が観測を開始した。スペイン領カナリア諸島、ラパルマ島のロケムチャチョス天文台に建設され、地図上の位置は北緯 29 °、西経 17 °、標高は 2200m である。これら 3 つの望遠鏡の中では最も低い約 50GeV 程度のエネルギーの線まで検出することができ、北半球に位置するので、大部分が南半球から観測可能な銀河面をあまり観測することができない代わりに、銀河系外の線源を広く観測することが可能である。

H.E.S.S. 望遠鏡は口径 12m の望遠鏡 4 台 (HESS-I) と 28m の望遠鏡 1 台 (HESS-II) で構成され、HESS-I は 2003 年に建設され 2004 年に観測が開始された。その後 2012 年に HESS-II が完成し、より低エネルギー、より高感度で観測することが可能になった。建設場所はナミビアで、南緯 23 °、東経 16.5 °、標高約 1800m である。南半球に位置するため銀河面を詳細に観測でき、TeV 線天体の銀河面サーベイによって新たな線天体の発見等に大きく貢献している。

VERITAS 望遠鏡は口径 12m の望遠鏡 4 台からなる。2007 年 4 台全ての建設が終了し観測が開始された。アメリカの南アリゾナに位置し、北緯 32 °、西経 111 °、標高 1300m である。MAGIC 望遠鏡と同じく北半球に位置し、4 台による広い有効面積を活かし銀河系外の天体を高感度、高精度で観測する。



圖 3.1: MAGIC 望遠鏡 [19]



圖 3.2: H.E.S.S. 望遠鏡 [20]



圖 3.3: VERITAS 望遠鏡 [21]

3.2 目標性能

線フラックス感度、観測波長帯、角度分解能、時間分解能の4つの重要な性能について述べる [22]。

- 線フラックス感度

数 10GeV から数 10TeV のエネルギー帯全域で現行の望遠鏡より 1桁高い感度を実現する (図 3.4)。1TeV 付近ではカニ星雲の 1/1000 のフラックスまで検出可能で、カニ星雲までの距離が約 1kpc であるから、 r 二乗則による単純計算で $1 \times \sqrt{1000} \sim 30\text{kpc}$ まで、つまり銀河系全体でカニ星雲程度の明るさを持つ天体を観測することができる。

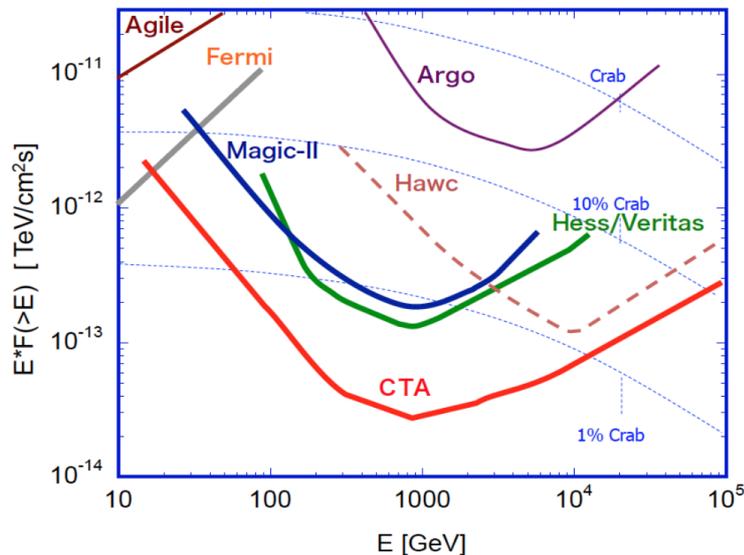


図 3.4: CTA 望遠鏡とその他の望遠鏡の感度比較 [22]。CTA、MAGIC、H.E.S.S.、VERITAS はそれぞれ 50 時間の観測時間で計算。

- 観測波長帯

現行の数 10GeV-数 10TeV の範囲から、20GeV-100TeV の範囲に拡大する。後述の大口径望遠鏡を用いることで低エネルギー側を 20GeV まで下げることが可能となり、この帯域では EBL の影響がほぼないため、宇宙論的な距離の ($z \sim 2$ までの)AGN、GRB 等の系外天体が観測できる。また高エネルギー側を 100TeV まで上げることにより、 10^{15}eV にまで粒子を加速する加速源天体を同定することができる。

- 角度分解能

現行の望遠鏡は 6 分角程度であるが、CTA では 1,2 分角で方向を決定する。これによって銀河系内の SNR 等の広がった天体に対して放射領域が明確に定まり、天体の形態学 (morphology)

についてより詳細に研究することができる。

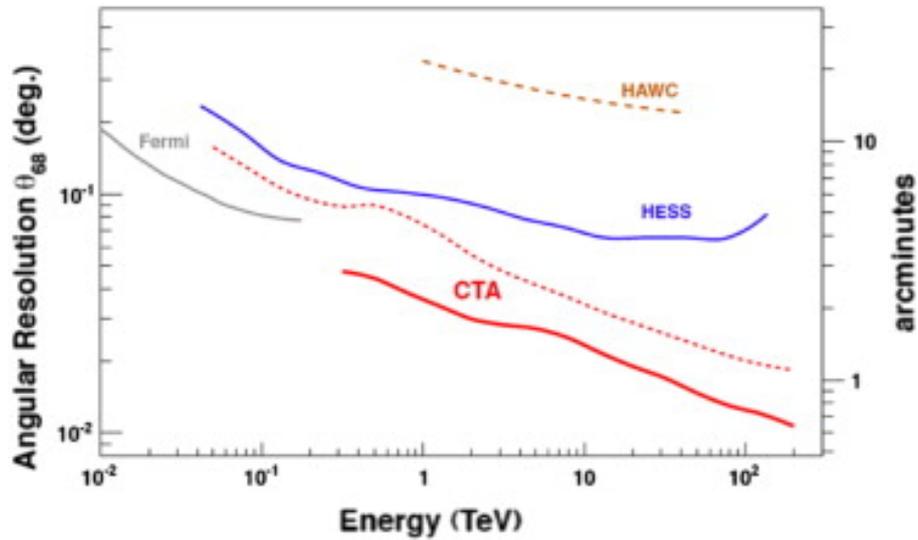


図 3.5: CTA 望遠鏡とその他の望遠鏡の角度分解能比較 [23]。赤実線は CTA の望遠鏡のうち 10 台以上のイメージを用いた時の分解能、赤点線は 2 台のみのイメージを用いた時の分解能、をそれぞれ表す。

- 時間分解能

AGN フレア等、時間変動の激しい現象の研究には高い時間分解能が必要である。現行の望遠鏡の分解能は数分スケールであったが、CTA では高感度と広い有効面積をもち、等しい光子統計数を短い時間で得るため、10 秒スケールの高い時間分解能を実現できる。これによりフレアの時間変動を詳しく知ることができ、ブラックホール近傍での粒子の振る舞いの解明に近づく可能性がある。また宇宙論的距離を渡ってきた光子の到達時間のエネルギー依存性を調べる事によって、ローレンツ普遍性の検証という基礎物理研究も可能である。

3.3 CTA サイト

CTA は北半球、南半球に 1 サイトずつ建設される予定であり、南半球は銀河面の大部分が観測できるため銀河系内天体、北半球は銀河系外天体を主にターゲットとする。北半球のサイトは MAGIC 望遠鏡のサイトと同じラパルマ島ロケムチャコス天文台に、南半球はチリのパラナル (南緯 25°、西経 70°、標高 2600m) にそれぞれ決定した。2016 年に建設が開始される予定である。

3.4 望遠鏡デザインと配置

CTA はアレイ状に望遠鏡を多数配置して観測を行う天文台である。配置する望遠鏡の種類は 3 種類であり、それぞれ口径 23m の大口径望遠鏡 (Large Sized Telescope, LST)、口径 12m の中口径望遠鏡 (Middle Sized Telescope, MST)、口径 4m の小口径望遠鏡 (Small Sized Telescope,

SST) と呼ばれる。LST、MST、SST はそれぞれ最も感度の高いエネルギーが異なり、これらを組み合わせることでコストパフォーマンスを最大化しつつ広いエネルギー帯の観測をすることができる。LST、MST、SST それぞれの感度曲線は図 3.9 で表される。各望遠鏡の特性について以下に記述する。[22]

- 大口径望遠鏡 (LST)

LST は主に 20GeV - 1TeV の比較的低エネルギー帯に高い感度を持ち、今まで観測が困難であった数 10GeV 付近の 線観測に非常に重要な役割を果たす。数十 GeV 程度のエネルギー帯ではチェレンコフ光の光子密度が低く、焦点面カメラで十分明るいイメージを得るために広い面積で集光する必要がある。またバックグラウンド (夜光) の影響が大きくなるため、一般的なカメラの露光時間に対応するチェレンコフ光の積分時間を信号パルスが収まる程度に十分短くする事が要求される。エレクトロニクス的高速化により現在積分時間を 3ns まで狭める事ができ、各ピクセルに約 300MHz で入射する夜光を平均 1 光子にまで抑えることが可能である。光学系は、到来するチェレンコフ光のタイミングのずれを小さくするために光路長一定の放物面鏡を採用している。詳細は次章で説明する。

この観測波長帯では EBL の影響を受けないため宇宙論的な距離で発生する GRB の観測が行える。GRB 等の突発天体が発生した際にできるだけ早く天体の方向をポインティングするため反射鏡を支える軽量の骨格が開発され、20 秒で 180 °の回転が可能である。

LST は主に日本グループが主導して開発を行っており、現在 3 種類の望遠鏡の中では最も開発が進んでいる。

- 中口径望遠鏡 (MST)

MST は 100GeV - 10TeV の 線を主に観測する。口径が H.E.S.S. や VERITAS の望遠鏡とほぼ等しく観測帯域も重なっているが、MST は 20-30 台設置されるため現行の望遠鏡から感度が大きく向上する。銀河面、全天スキャンを行うので、広い視野のチェレンコフ光を集光し一様なイメージを得るために Davies-Cotton 型の光学系を採用している。

- 小口径望遠鏡 (SST)

SST は 1TeV - 100TeV のエネルギー帯をカバーする。この帯域の 線由来のチェレンコフ光は口径をある程度小さくした場合でもイメージ化することができ、多数の SST を広範囲に設置し有効面積を大きくすることで、LST や MST の観測エネルギー帯と比べ非常に少数の 線の統計数を十分確保する。EBL の影響により銀河系外からの 1TeV 以上の 線は期待できないので、銀河系内天体を観測する。

CTA は南北計 2 サイト建設され、それぞれ LST、MST、(SST)、が複数台設置される。現在の配置図候補を図 3.10 に示す。南サイトでは銀河面を主に観測するため SST を約 10km^2 に 70 台配置し、TeV 以上の高エネルギー領域まで観測する。北サイトでは銀河系外天体を主に観測するため、SST は設置しない予定である。

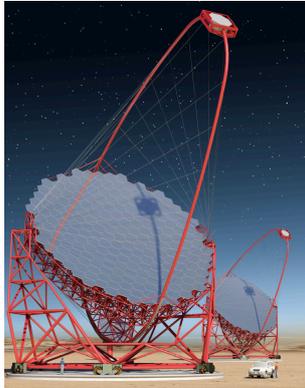


図 3.6: CTA 大口径望遠鏡 (LST)

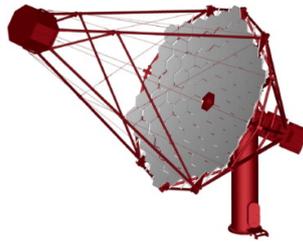


図 3.7: CTA 中口径望遠鏡 (MST)

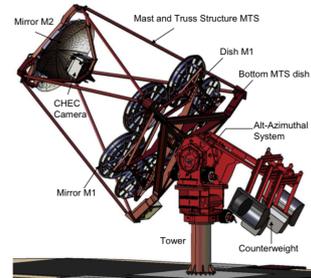


図 3.8: CTA小口径望遠鏡 (SST) の候補の一つ、GCT (Gamma-ray Compact Telescope)

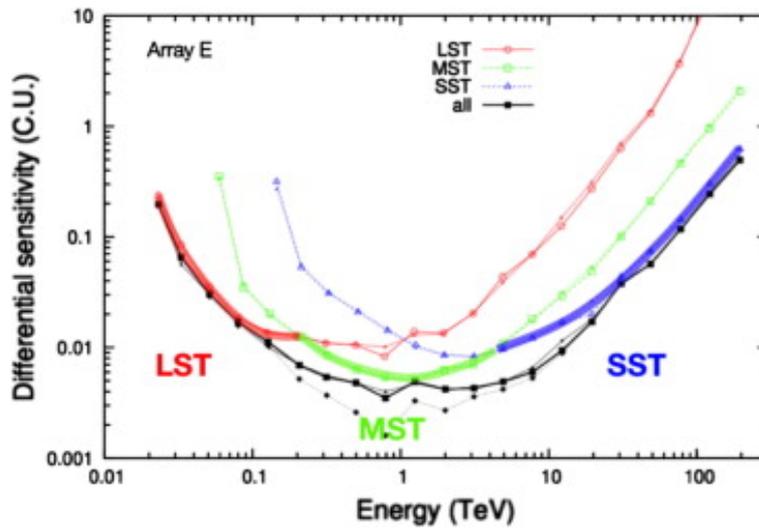


図 3.9: LST、MST、SST それぞれの期待される感度曲線

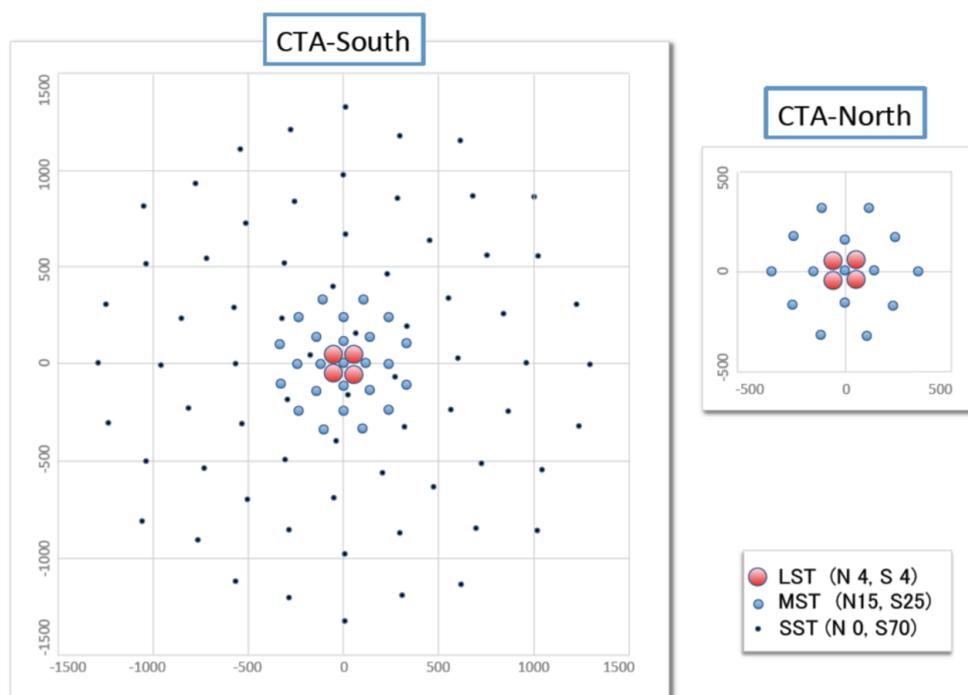


図 3.10: LST、MST、SST の配置図。南北両アレイ中央にそれぞれ 4 台の大口徑望遠鏡が建設される。

第4章 CTA 大口径望遠鏡光学系システム

CTA 大口径望遠鏡 (LST) は世界最大級の望遠鏡であり、IACT または衛星望遠鏡を用いても高感度で観測することができなかつた数 10GeV 付近のエネルギー帯の観測に非常に大きく貢献する。観測エネルギー帯が低くチェレンコフ光に対しバックグラウンドの影響が大きいため、チェレンコフ光の集光効率を高めるべく今まで以上の高反射率、高精度の反射鏡、高量子効率の検出器の製作が行われ、また望遠鏡の大型化に伴う望遠鏡支持構造やドライブシステムの開発も行われてきた。

LST は主に日本グループによって開発されており、光学系については分割鏡製作や分割鏡制御システム開発、検出器の前面で光を誘導するためのライトガイドの開発、等の部分を日本が担当している。本章では LST の光学系を構成するハードウェアについて紹介する。

4.1 放物面鏡と Davies-Cotton 型望遠鏡

焦点面に信号光を集光させるための反射鏡にはいくつか種類が存在するが、ここでは主に IACT に採用される放物面鏡、Davies-Cotton 型望遠鏡の 2 種類について紹介する。

放物面は放物線を軸を中心に回転させた時にできる曲面であり、この曲面に反射鏡を並べてできるのが放物面鏡である (図 4.1)。放物面に軸と平行に入射した光線は必ず焦点に集まることを利用して集光する。また同位相の光線が焦点に至るまでに走る距離 (光路長) が等しいため、光の同時性を保つことができる。LST では夜光をカットするためチェレンコフ光の積分時間をできるだけ短くする必要があり、同時性を有する放物面鏡を採用している。

放物面の頂点から離れるほど放物線に沿った方向の曲率半径が大きいため、分割鏡を組み合わせる放物面を再現するには分割鏡の曲率半径を軸の外側ほど大きくしなければならない。このため分割鏡の大量生産ができず時間がかかり、またコストも高いという点が、放物面鏡を建設する際のデメリットとなる。

Davies-Cotton 型望遠鏡は当初太陽光を集光し太陽炉として使用する目的で Davies、Cotton らによって開発された [24]。半径 f の球面上に分割鏡を配置し球の中心に集光するが、平行光を集光するために曲率半径 $2f$ の分割鏡を半径 $2f$ の球の中心を向くように配置する (図 4.2)。望遠鏡の中心と焦点を結ぶ線を軸とすると、軸と平行な光が入射した時に、軸と光線の距離によって焦点に至るまでの光路長が変化する (軸に近い光線ほど光路長が長い)。このため光の同時性が保たれず、チェレンコフ光のパルス幅は放物面鏡と比べ長くなる。しかし軸から少し傾いた入射光に対してもあまり像が崩れることなく一様なイメージが得られ、視野も放物面鏡より広いため、銀河面スキャンを行う MST や SST に採用されている。また分割鏡の曲率半径は 1 種類のみで量産しやすく、この点でも数 10 台設置する MST や SST に適している。

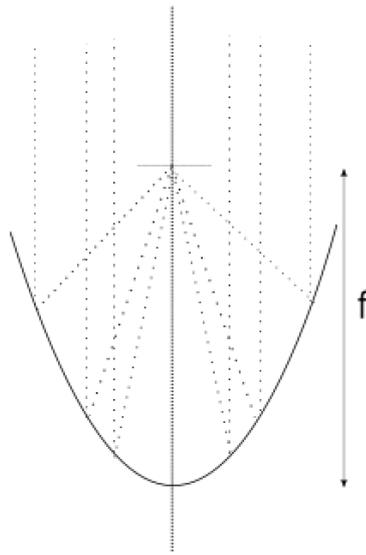


図 4.1: 放物面鏡

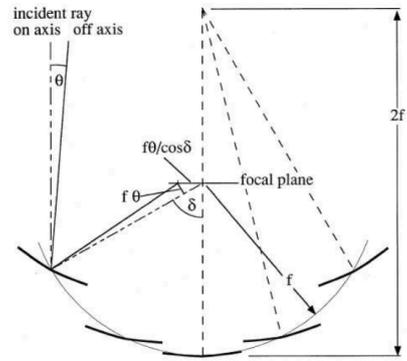


図 4.2: Davies-Cotton 型望遠鏡 [25]

4.2 光学系部品

4.2.1 分割鏡

分割鏡はチェレンコフ光を集光する役割を担う、LST 光学系の中で最も重要な要素である。表 4.2.1 に分割鏡に要求される仕様を示した。

分割鏡の製作

日本の三光精衡所にて製作が進められており、最新版分割鏡の性能評価が現在日本グループによって行われている。

LST は焦点距離 28m の放物面鏡であり、分割鏡は曲率半径約 56m の球面鏡である。チェレンコフ光のピーク波長である約 400nm において高い反射率を持ち、高い集光性能、軽量である事、劣化に強い事、LST8 台分計 1600 枚量産するために安価である事が要求される。

これらの要求を満たす方法として、分割鏡の製作に「cold slump 法」が用いられる。[26] この方法は MAGIC 望遠鏡の分割鏡の製作に用いられ、安価で効率的に鏡を量産できるものである。まず曲率半径 56m の鋳型にガラスシートを押し当て正六角形の枠を接着材を用いて固定し、枠の中をアルミニウムで埋めて接着し、もう一枚のガラスシートで挟み込む。この状態で上から圧力をかけ、約 80 の高温下で 2 時間接着材を乾固させることで完成する。アルミニウムを用いることで軽量で高強度の分割鏡が製作可能である。

球面側のガラスシート上には反射層として Al、Cr、防腐層として SiO_2 、 HfO_2 、 SiO_2 、計 5 層の薄膜がスパッタリング技術によってコーティングされる。 HfO_2 、 SiO_2 の層の厚さを最適化する

	要求仕様
形状	正六角形、対辺距離 1.5m
焦点距離（曲率半径）	28 - 29.2m (56 - 58.4m)
スポットサイズ	0.03 ° ~16.7mm @28m
反射率	>90% @400nm、 >85% @300-550nm
反射率変化	<2%/yr
重量	<50kg
耐水性	IP66

図 4.3: LST 分割鏡の要求仕様 [22]



図 4.4: LST 分割鏡

ことによって、400nm 付近で 90%以上の高反射率を実現し (図 4.6)、劣化に強く、10 年程度交換せずに使用することが可能である。

分割鏡集光性能の評価

分割鏡の集光に関する要求は、焦点距離である 28m 先でスポットの広がり方が 16.7mm であり、生産された分割鏡が実際にこの要求を満たしているか確認する必要がある。考案された集光性能の評価法は PMD 法、2f 法の 2 種類であり、現在東京大学宇宙線研究所において 2 種類両方の方法で性能評価が行われている。

- PMD 法

PMD(Phase Measurement Deflectometry) 法はドイツのエルランゲン大で開発された形状決定方法で、3D Shape 社が現在ソフトウェアの改良を行っている。宇宙線研究所にて PMD 法を用いた分割鏡測定系が設置され、分割鏡の表面形状や集光性能の測定が行われてきた。PMD 法の原理は、位相模様が映ったスクリーンを分割鏡に投影し、スクリーンと反対側の互いに異なる位置に設置した複数台のカメラによって分割鏡表面から反射された位相模様を撮影し、複数の位相パターンの画像を解析することで分割鏡表面の各点の座標が求められる。そこから各点の法線ベクトルを計算し、光線追跡シミュレーションを用いることで曲率半径や光線の集光性能を評価することができる (図 4.7)。PMD 法の利点は、次に挙げる 2f 法と比べ、56m もの曲率半径をもつ分割鏡に対して数メートル程度の小さいスペースで測定を行うことができるため、大掛かりな暗室を確保する手間を省くことができる点である。欠点としては、計算が多少複雑なので解析ソフトウェアによっては多少時間がかかる可能性がある。

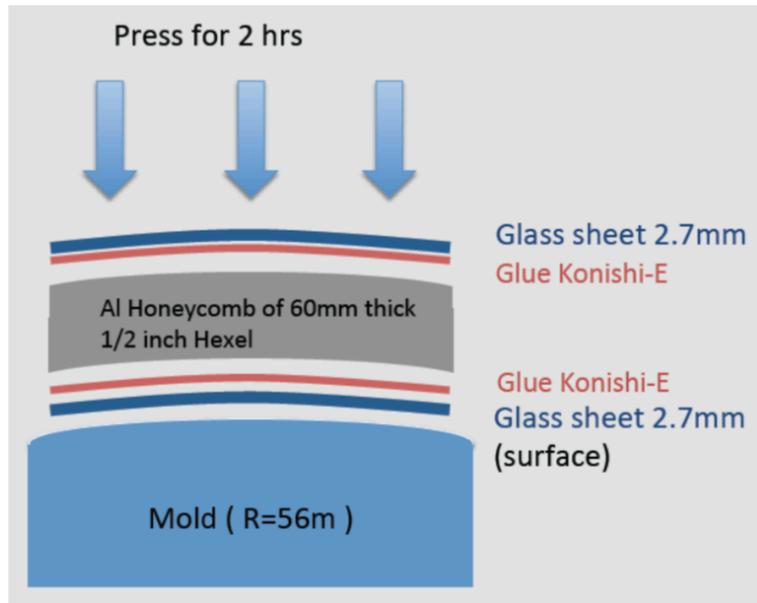


図 4.5: cold slump 法によるアルミハニカムとガラスシートの圧着 [26]

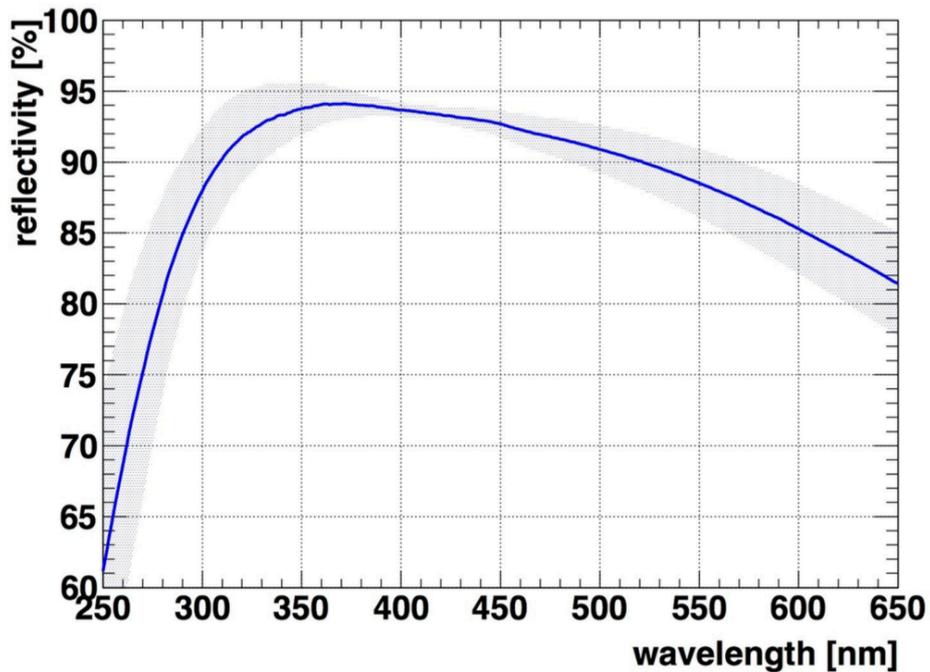


図 4.6: コーティング後の分割鏡反射率の波長依存性。三光精衡所においてスパッタリング技術を用いて 5 層の反射層がコーティングされた分割鏡計 29 枚の反射率の平均である。チェレンコフ光の波長帯である 300nm - 500nm において 90%以上の高い反射率を持ち、370nm 付近で最高の 94%程度に達する。 [26]

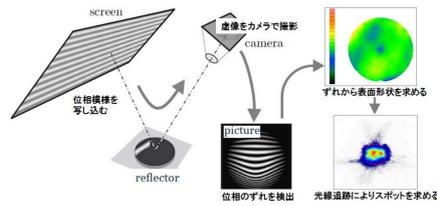


図 4.7: PMD 法による表面形状と集光性能評価の流れ [27]。

- 2f 法

2f 法では、曲率中心から少し離れた位置に点光源を置き、光軸を挟んで光源と反対側の場所に設置したスクリーン上での反射像の大きさを評価する。曲率中心 (2f 位置) に置いた光源から出た光は球面鏡の表面で反射されて元の位置に焦点を結ぶ、という性質を利用している。曲率中心は点光源かスクリーンを前後させることによってスクリーン上のスポットが最も小さくなる点の位置で求める。

2f 法の利点は、PMD 法と比べ原理が直感的でわかりやすく、解析作業はカメラで撮影したスクリーン上の点光源の反射像のみ対象で単純という点である。また同様のセットアップで反射率測定も行うことができる。しかし 56m にわたってバックグラウンドの非常に小さい場所を確保することは簡単ではなく、PMD 法のように詳細な表面形状を知ることはできない。

4.2.2 ライトガイド

焦点面カメラ最前面の光電子増倍管 (PMT) の直前に集光のためにライトガイドを装着する。ライトガイドは正六角形のメガホンを外側に膨らませたような形状をしており、入り口 (大気側)、出口 (PMT 側) 共に正六角形である (図 4.8)。

ライトガイドの役割は焦点面に入射したチェレンコフ光のデッドスペースをなくす事である。また、側面の形状を放物面等にする事で一定以上の入射角で入射したバックグラウンドを除去する (図 4.9) ことも可能である。

ライトガイドは大量生産するために金型射出成形によって生産され、素材は軽量の ABS 樹脂である。内側の側面に圧着される反射膜には 3M 社製の「ESR」という誘電体多層膜が用いられ、反射率は 300nm 以上の波長で 96%以上まで達する。

4.2.3 カメラ窓

焦点面カメラ表面の PMT はそのままの状態では外気に曝されており、砂塵や水滴などが表面に付着すると傷ついたりチェレンコフ光の検出に影響が出る可能性が高いため、焦点面検出器は密閉される必要がある。そこで高い密閉性と 300-500nm での高い透過率を備え、LST カメラを覆うため 2.5m 以上の大きさを持った「窓」の設置が要求されている。候補として最も有力であるのが三



図 4.8: LST 用ライトガイド [22]

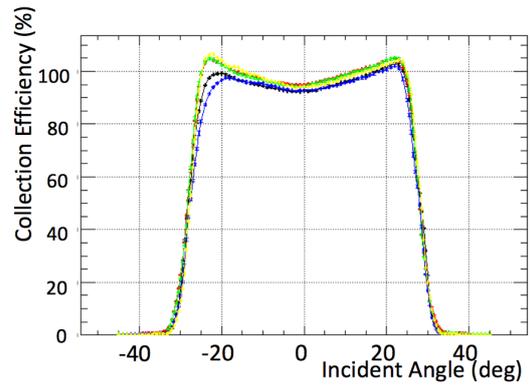


図 4.9: ライトガイドの集光効率の入射角度依存性 [28]。色はそれぞれ異なるライトガイドの結果を表す。入射角 30 °以上で急激に効率が下がる。20 °付近で極大となるのは PMT の量子効率の入射角依存性による。

三菱レイヨン製の「アクリライト」というアクリル板であり (図 4.10)、現在性能検査が進められている。

8mm 厚の「アクリライト」の透過率は 300nm 付近で 80%、400nm 以上では 90%以上を達成し、アクリル板をドーム状に変形することで透過率を減少させることなく強度を増加させることに成功している。現在はより薄いアクリル板を用いて強度と透過率を測定している。

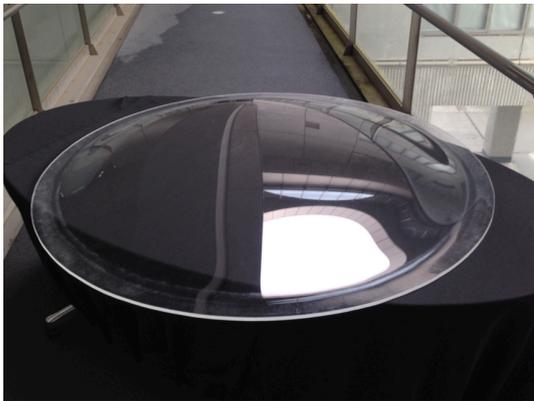


図 4.10: 球面形に変形した 8mm 厚アクリライト [22]。

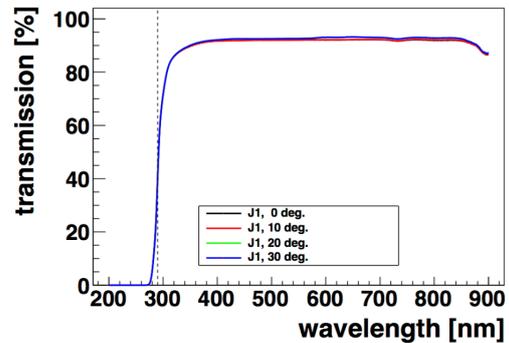


図 4.11: 8mm 厚アクリライトの透過率 [22]。入射角による差はほぼなく、300 - 350nm で 80%以上、350nm 付近から 90%以上の高い反射率を示している。点線は地上に届く UV 波長の限界 (290nm)

4.3 分割鏡支持構造

分割鏡を支持する構造はチューブとノットで構成される2層のスペースフレーム構造であり、約200枚の分割鏡を放物面鏡をなすように配置することのできる構造となっている(図4.12)。チューブの先端にはボルトが付いており、ノットに開けられた複数の穴全てにタップを切り、穴にチューブのボルトを差し込む形で接続する(図4.13)。LSTのマウントシステムの基本的な構造はMAGIC望遠鏡と同じであるが、MAGIC望遠鏡のスペースフレームは5面体構造を単位として全体が構成されるのに対し、LSTは4面体構造を単位とするため(図4.14)、強度が非常に強くなる。

この2層のスペースフレーム構造のチューブには軽量で丈夫な新素材であるCFRP(Carbon Fiber Reinforced Plastic)が使われており、分割鏡支持構造全体で約16トンと、分割鏡の総重量約10トンと比較しても大きな差はなく、非常に軽量である。

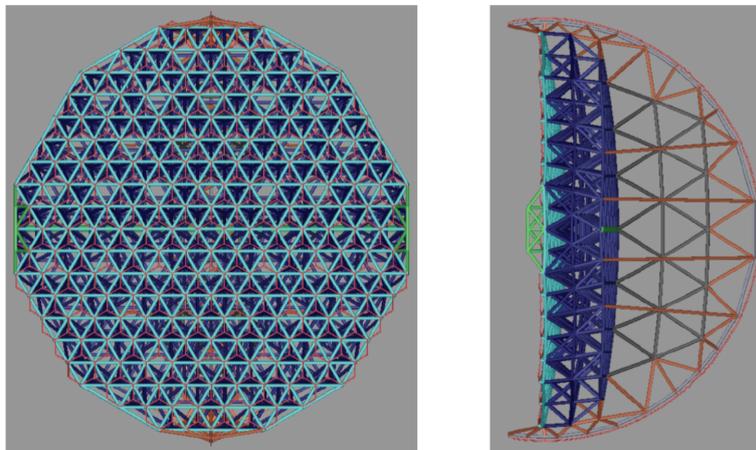


図 4.12: (左) : 分割鏡支持構造、焦点面側から (右) : 横から [22]。

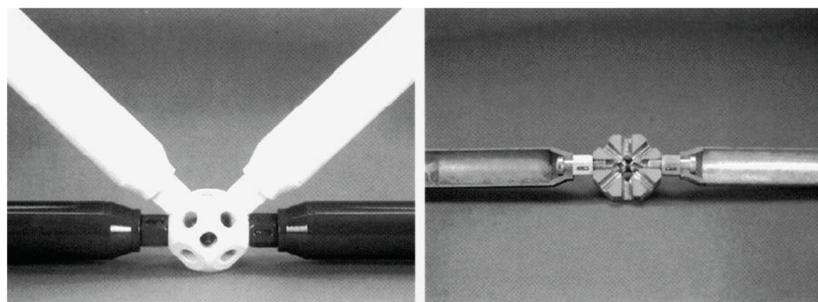


図 4.13: チューブとノットの接合部。アルミ球にタップ穴が開けられたノットにボルト付きのチューブが差し込まれている。左 : 外観図 右 : 断面図 [26]。

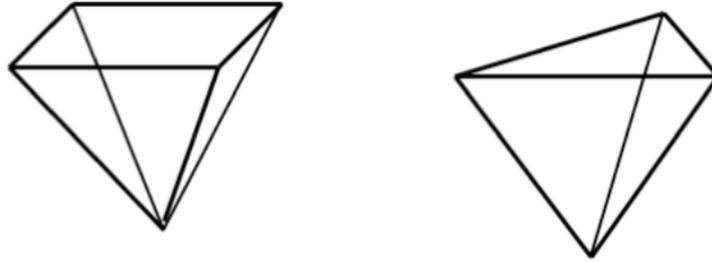


図 4.14: スペースフレームの単位構造。(左): MAGIC 望遠鏡の 5 面体構造。分割鏡の形状が正方形であるため、この構造が適していた。(右): LST の 4 面体構造。分割鏡は正六角形なので三角形面と相性がいい。5 面体構造よりずっと強固である。[26]。

4.4 分割鏡方向制御システム (AMC)

分割鏡は放物面上に最適化され配置されるが、天頂角に依存した構造体の歪みが発生し (図 4.15)、反射面は期待する放物面からずれてしまう。この歪みは常に一定ではなく、望遠鏡の方向の天頂角に大きく依存し、温度や風速によっても多少影響されると考えられる。この歪みを補正するため開発されているのが能動的分割鏡制御システム (Active Mirror Control, AMC) である。

AMC システムでは LST に取り付けられる約 200 枚の分割鏡 1 枚 1 枚の方向を分割鏡の背後に接続されるアクチュエータを用いて制御する。要求精度は約 15 秒角である。また突発天体が発生して望遠鏡全体の方向が大きく変化した際にずれた方向を迅速に補正する必要があるため、短時間で全ての分割鏡を制御することが求められる。

次章において AMC システムの詳細と現在までの開発結果を報告する。

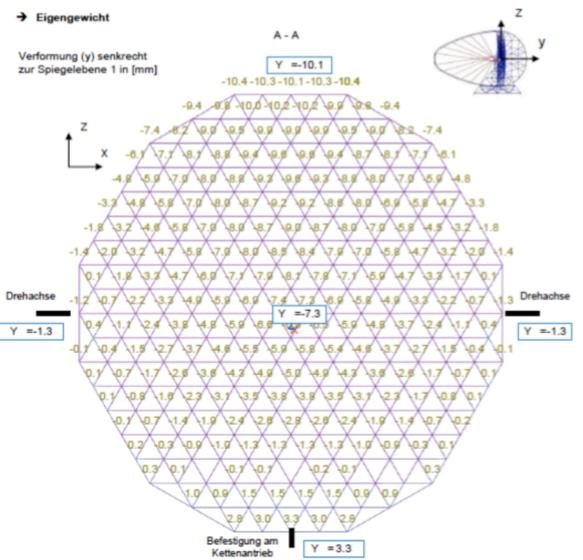
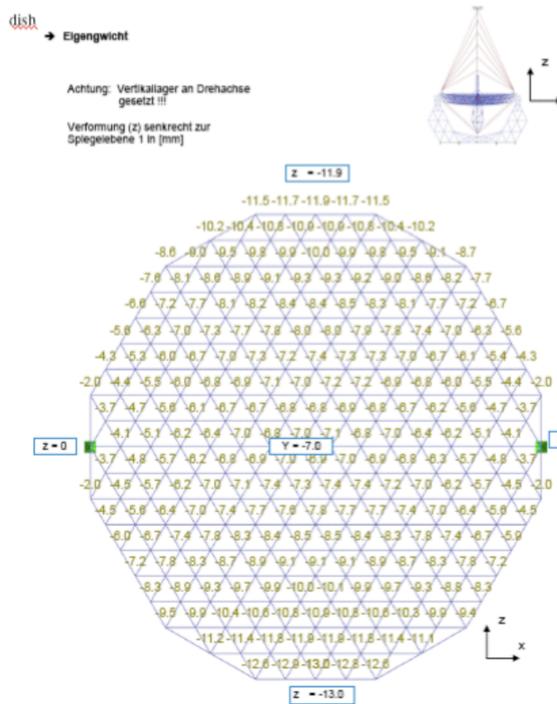


図 4.15: シミュレーションにより求めた分割鏡をマウントした時の各ノットの歪みの量 [mm]。各三角形の頂点の数字の差が分割鏡の方向を表すと考えると、天頂角に依存して最大 4 分角程度のずれが生じる。(左)：望遠鏡が天頂角方向を向いた時 (右)：水平方向を向いた時 [26]

第5章 CTA 大口径望遠鏡分割鏡制御 (AMC) システムの開発

LST は口径 23m、焦点距離 28m の非常に大型の望遠鏡であるが、GRB 等の突発天体に対応するためわずか 20 秒以内に全天のどの方向でもポインティングすることができる。この実現のために分割鏡や分割鏡支持構造の軽量化がなされてきたが、その分歪みが発生しやすくなり、分割鏡の方向のずれを補正する必要が出てきた。

本章では、まず AMC システムの詳細と用いるデバイス、ソフトウェアについて説明し、それぞれのデバイスに関する予備実験と実践的な制御試験を行った結果を報告する。

5.1 AMC システムによる分割鏡制御の概要

5.1.1 分割鏡方向制御の要求精度

分割鏡の方向がずれるとチェレンコフ光が正しい場所に集光されないため、主に 3 つの問題が発生すると考えられる。1 つ目は、焦点面における正しい位置のピクセル (光電子増倍管) に入射しないため焦点面でのイメージが変形することによる。イメージの楕円近似によって線の到来方向を再構成するため、イメージが変形すると焦点面上の再構成点がずれてしまい、正しく到来方向を算出することができない。2 つ目は、焦点面のイメージが変形することにより線らしいイメージではなくなる可能性があり、陽子等の宇宙線のバックグラウンドをカットする際に一部の線もカットされてしまい感度が下がる恐れがある。3 つ目は、光軸から離れた位置の分割鏡が反射したチェレンコフ光について、方向変化に伴い焦点面に到着する時間に多少のずれが生じるため、ある光電子増倍管に入射するチェレンコフ光は時間幅を持ち、線のエネルギーを正しく見積もる場合積分時間をより長く取らなければならない、バックグラウンドが増加する。

これらの影響を除くために分割鏡を高い精度で制御する必要がある。また、LST では多数の天体が観測されるので同時に視野角に複数の天体が入る可能性があり、それらを焦点面イメージで区別するためにも高精度の制御が必要がある。

理想的には完全に分割鏡を補正できれば平行光が入射した時に焦点面上の 1 点に収束するはずであるが、実際には分割鏡の集光性能に限界があるため平行光入射の場合も多少広がった像が結ばれる。LST の各分割鏡のスポットの広がり (Point Spread Function, PSF) に対する要求精度は、イメージが崩れないよう焦点面の 1 ピクセル (5cm) の $1/3$ である 16.7mm である。これは焦点距離 28m より角度にして 2 分角である。分割鏡の方向補正に求められるのは、200 枚の分割鏡による反射光イメージの広がりを 1 枚による広がりと同程度に抑えることである。

また、ポインティングの精度によっても方向制御の精度に制限がかかる。銀河中心等、天体が非常に小さい領域に密集している場所をポインティングする時、どの天体からの線であるか識別する必要があり、その際分割鏡の方向がシステムティックに別の天体を向かないことが求められる。LST ではこの精度として 14 秒角が要求されている。14 秒角を設定した時、全体の PSF と 1 枚の分割鏡の PSF の違いが現れないことがシミュレーションによって示されているため、スポットの広がりに対する要求は自動的に満たされることになる。

5.1.2 分割鏡の方向制御過程

分割鏡制御の外観図を図 5.2 に示す。

まず分割鏡を補正するための基準を決定する必要があるが、現 AMC システムでは光軸レーザーのスポットを基準にしている。LST 全体の中心、つまり放物面の頂点では、分割鏡の方向が望遠鏡全体の天頂角によらずほとんど変化しないことが図 4.15 からわかるので、この点から焦点面に放射したレーザーは常に放物面鏡の光軸を表すことになり、レーザーの焦点面でのスポットは望遠鏡全体の参照として用いることができる。

光軸レーザースポットを参照するために各分割鏡の一番低い頂点付近にカメラが固定され、このカメラが焦点面上のスポットを常にモニターする。分割鏡が常に正しい方向を向いていれば、カメラの画像の中でのレーザースポットの位置は常に全く同じ座標に位置する。逆にカメラの画像上でスポットの位置のずれは分割鏡の方向がずれていることを意味するので、カメラの画像を見ることで分割鏡の方向のずれを検知することができる。

カメラの画像から分割鏡の方向がずれていると判断した場合は分割鏡の方向を補正する必要がある。分割鏡は背後に接続された 3 つの支軸により支えられており、このうち 2 軸は伸縮を制御することが可能なアクチュエータであるため、この 2 つのアクチュエータの長さを微調整することによって分割鏡の方向を高精度で制御できる。スポットのずれをアクチュエータの長さの変化に変換しその長さだけアクチュエータを伸縮させることで、分割鏡を正しい方向に向け、画像上のスポットの位置を元に戻す。

カメラの画像取得、画像解析によるレーザースポットの位置決定、スポットのずれからアクチュエータの長さへの変換、アクチュエータの動作等は分割鏡背後に設置される PC によって行われる。

5.1.3 LST 全体の AMC システム

上記の過程を 200 枚全ての分割鏡について行うにあたり、PC の設置台数や PC とカメラ、アクチュエータとの接続方法、電源供給方法等を決定する必要がある。

PC1 台に対し分割鏡 1 枚では PC が 200 個必要となりコストがかかる。また PC1 台で 200 枚の分割鏡の制御を短時間で行うことは基本的に不可能であり、また PC 周辺のケーブルングが煩雑になるという欠点がある。よって PC の台数についてはコストと制御にかかる時間のバランスやネッ

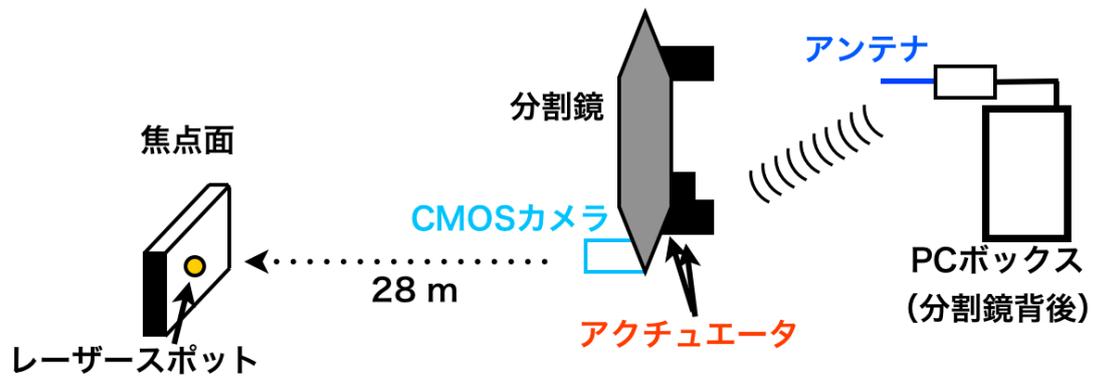


図 5.1: AMC システムの概略図

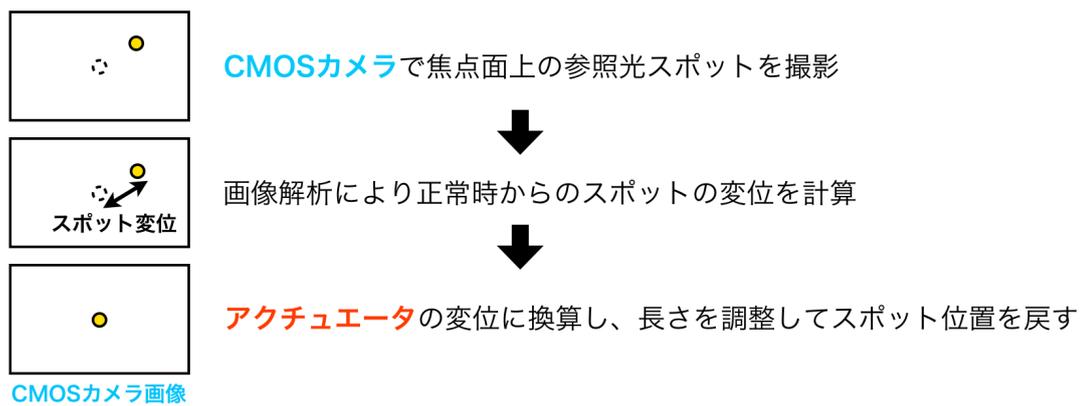


図 5.2: 分割鏡制御の過程

トワーク機器のポート数等を考慮し、LST 全体で約 16 台、1 台の PC につき 13 枚の分割鏡を制御することになっている。これら制御 PC は

PC と分割鏡カメラはネットワークスイッチを介してギガビット・イーサネットケーブルで接続され、制御 PC 以外からでもインターネット経由で画像を取得することができる。カメラを PoE(Power Over Ethernet) 対応のネットワークスイッチに繋ぐことで電源ケーブルが不要となる。

PC とアクチュエータとは無線で通信する。現行の IACT の中に無線を使用して分割鏡を制御する望遠鏡は存在せず、成功すれば世界初である。無線で通信するメリットは、200 × 2 本もの信号線が不要となりメンテナンスの負担が減少し、コストダウンが図れる、という点である。しかし、分割鏡支持構造の材質 (LST では CFRP) が伝導体である場合、遮蔽や反射によって信号の送受信に障害をもたらす可能性があるというデメリットがある。また信号強度は理想的には r^{-2} に比例し、PC-アクチュエータ間の距離が長い時にも通信できないため、分割鏡の位置と PC の台数から PC と無線機器の設置場所に制限がつく。図 5.3 に PC 配置の一案を示した。

アクチュエータや PC には、分割鏡背後のスペースフレーム中に固定される電源ボックスから電源が供給される。電源ボックス内には何種類かの変圧器が内蔵されており、外部から引いてきた電源を変圧する。ボックスは防水仕様 IP68 を達成し、PC やネットワークスイッチもこのボックスに収納される。

5.1.4 MAGIC 望遠鏡の AMC システムとの比較

LST の AMC システムは MAGIC 望遠鏡のシステムを踏襲したもので基本的な概念は同じであるが、LST では各分割鏡にカメラが固定されており、MAGIC 望遠鏡では各分割鏡にレーザーが固定されている、という点で大きく異なる。

MAGIC 望遠鏡では、各分割鏡のレーザーを焦点面に向け照射しスポットを望遠鏡中心のカメラでモニターすることで、レーザースポットのずれから分割鏡の方向のずれを検知する (図 5.4)。つまり LST と MAGIC 望遠鏡ではレーザーとカメラの役割が逆転している。コストが低いというメリットがあるが、固定されたレーザーの向きが万一変化した場合にその分割鏡は再び修正することができない。また、レーザースポットの画像からでは照射した分割鏡を特定できないため、分割鏡の照射する順番を決めてスポットと分割鏡の対応関係をつける必要があり、少なくとも数回ずつ写真を撮りレーザーを切り替えるために時間がかかる。また、データを取得しながらの分割鏡の方向調整ができず、基本的には一度較正したあとに、アクチュエータの Lookup テーブルを天頂角ごとに作り、このテーブルの値をつぎつぎと設定していく。較正は 1 ヶ月に 1 度程度おこなわれている。

一方 LST では、カメラを 200 台用意するコストがかかるが、例えばカメラの分割鏡に対する方向がずれたとしても、その方向でのレーザースポットの位置を新たに基準とすることで再び分割鏡の方向を制御することができる。また常に点灯しているスポットを各分割鏡のカメラで 1 枚撮影するだけで各分割鏡のずれが検知できるので、補正にかかる時間が短い。また、常時レーザースポットの位置をモニターしながら、データ収集時においても、すべての分割鏡の方向を較正することができる。また、強風時、GRB 追尾モードにおいて望遠鏡構造の振動が誘起されることがあれば、そ

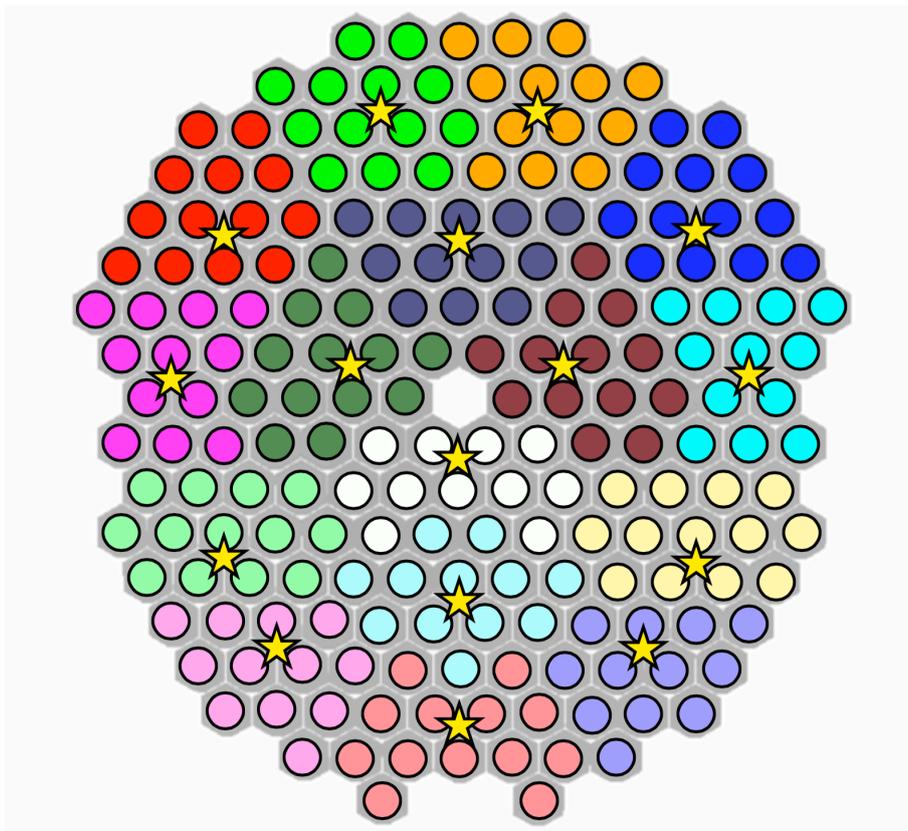


図 5.3: PC (電源ボックス) の設置場所の一案。星印が PC の位置、同色の丸は同じ PC によって制御される分割鏡を表している。全ての分割鏡は最も近い PC から 5m 以上離れておらず、十分な強度で無線通信を行うことができる。

れがどの程度光学システムに影響があるのかも定量化することができる。



図 5.4: MAGIC 望遠鏡の AMC 用レーザー [29]

5.2 AMC システムのハードウェア

5.2.1 アクチュエータ

LST の分割鏡に取り付けられるアクチュエータはスイスのチューリッヒ大と共同開発し、すでに量産を終えている。アクチュエータには 1 軸方向にのみ自由度を持つものと 2 軸方向に自由度を持つものの 2 種類存在し (図 5.5)、1 枚の分割鏡にそれぞれ 1 つずつ使用される (図 5.6)。これは、共に 1 軸のアクチュエータを取り付けると伸縮させた時に分割鏡の平面方向に応力が生じてしまい、共に 2 軸のアクチュエータの場合は自由度が余りアクチュエータの長さで分割鏡の方向に良い対応関係が得られないためである。

アクチュエータは高精度のステッピングモーターにより約 $4 \mu\text{m}$ の精度で伸縮を調整することができ、LST の分割鏡を約 1 秒角の単位で制御することが可能である。またアクチュエータの内部には無線モジュールがドライバ基板 (制御基板) に貼られるような形で収納されており、アクチュエータを無線通信で操作することができる。図 5.7 にアクチュエータの仕様を示した。

5.2.2 無線モジュール XBee

PC とアクチュエータの通信には無線モジュール「XBee」を用いている (図 5.8)。XBee は Digi International 社により販売されている一般的な無線モジュールであり、通信規格には省電力で多数のモジュールとネットワークを形成できる IEEE 802.15.4 が用いられている。



図 5.5: 2 種類のアクチュエータと固定軸。(左) : 1 軸フリー (右) : 2 軸フリー (下) : 固定軸
 1 軸フリーのアクチュエータは図のコの字型プレートの上方向のみ動くが、2 軸フリーは上下左右どの方向にも動かせる。これらを 1 つずつ用いて分割鏡を支える。

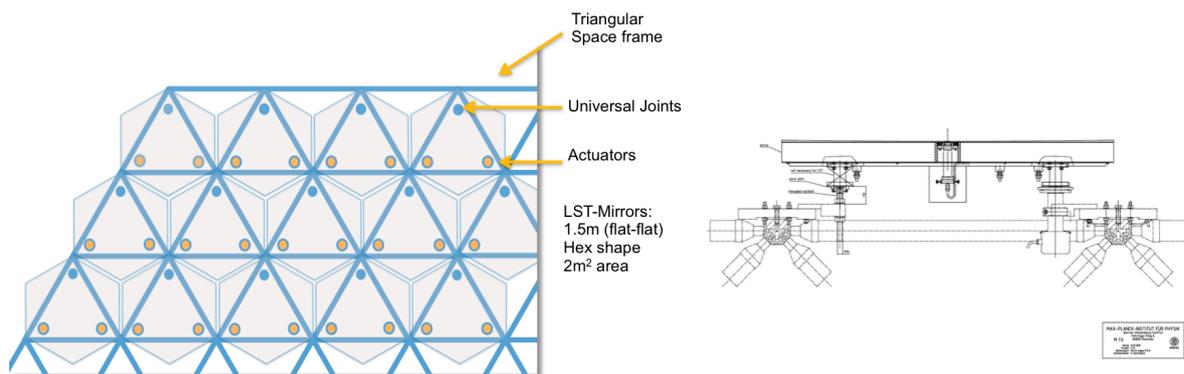


図 5.6: (左) : 分割鏡を反射面の裏側から見た図。青丸に固定軸、各三角形の左頂点の丸に 1 軸フリー、右頂点の丸に 2 軸フリーのアクチュエータがそれぞれ取り付けられる。(右) : 支持構造に取り付けられた分割鏡とアクチュエータ。ノットとチューブに固定されたインターフェースプレートと呼ばれる金属板を介し、アクチュエータを支持構造に固定する。[26]

Characteristics:		Note:
Dimensions	260 – 296 mm x 65 mm (L x Ø)	Without gimbal
Weight	1570 g 370 g 600 g (depending on dish mounting option) 920 g (depending on dish mounting option)	Actuator Fixpoint 1 dof gimbal (MST) 2 dof gimbal (MST)
Power supply	18 – 24 VDC	
	≤ 850 mA	Driving current
	≤ 50 mA	Standby current
Communication	Wireless, industry standard (IEEE 802.15.4)	
Positioning	Absolute with angular sensor and Hall sensors	
Positioning resolution	< 5 μm	
Mechanical clearance	± 10 μm	Without gimbals
Elevation speed	0.5 mm/s	
Full stroke length	36 mm	
Moving force	> 700 N	
Mechanical stress	< 9'500 N	
Degree of protection	IP 67	
Connectors	1 connector for power supply	
Holding force	Self-locking	
Built-in memory	4096 bytes = 2048 elevation angles	Look-up table
Lightning protection	Integrated suppressor diode	

図 5.7: LST 用アクチュエータの仕様規格 [26]

通信には AT モード (透過モード) と API モードの 2 種類が存在する。AT モードはモジュールに送られてきたシリアルデータをそのまま無線信号に変換し通信する方式である。非常に単純であるが、同時に 1 対 1 の通信しか行うことができず、アクチュエータを複数動かすためには 1 つ 1 つ選択して通信する必要があるため多少の時間がかかる。一方 API (Application Programming Interface) モードはシリアルデータを API フレームと呼ばれる形式に変換した上で無線信号に変換して信号を送受信する。API フレームにはアクチュエータ内の XBee を識別するアドレスの情報が含まれ、アドレスの部分を変更するだけで別の XBee と通信することができるため、複数のアクチュエータを短時間で操作することができる。

今回行ったアクチュエータ関連実験の通信方式は全て API モードである。



図 5.8: 無線モジュール XBee。(左): チップ単体 (右): チップ+アンテナ アクチュエータ内部ではドライバにこのチップが装着され、PC にはアンテナ付きのチップが USB ケーブルで接続される。

5.2.3 カメラ、カメラレンズ、レーザー

分割鏡に取り付けるカメラに Imaging Source 社の GigE モノクロ CMOS カメラ、DMK23GM021 を用いた。素子は CMOS、ピクセル数は 1280×960 、ピクセルサイズは $3.75 \mu\text{m} \times 3.75 \mu\text{m}$ 、フレームレート 8 - 60Hz、ダイナミックレンジは 8bit/12bit である。カメラレンズには焦点距離 25mm または 35mm の単焦点レンズを使用した。今後はより画角の広い 25mm のレンズを用いることを検討している。

レーザー光には、チェレンコフ光の波長に重ならないため、また短波長ほど大気中の分子に散乱されやすいため、主に近赤外にピークを持つものを選択する。今回試験で使用したレーザーは全て同じものであり、望遠鏡に実際に搭載される予定である (図 5.10)。



図 5.9: CMOS カメラ DMK23GM021 と焦点距離 35mm レンズ。



図 5.10: 実験に使用した光軸レーザー。本番でも望遠鏡中心に設置される予定。広がり角は $0.3\text{mrad} \times 0.6\text{mrad}$ 。

5.2.4 PC、ネットワークスイッチ

PCは防水仕様の電源ボックス内に収納されるため軽量で小型である必要がある。今回宇宙線研で行った実験では advantech 社製小型ボード PC PCM3363、試験構造体（後述）の試験では同じく advantech 社製 PCM9562 を使用した。OS として共に ubuntu12.04 をインストールした。

ネットワークスイッチには NETGEAR 社製 GS110TP を用いた。イーサネットポートが 8 つ、SFP ポート 2 つが備え付けられ、イーサネットポートは全て PoE 対応であるので、どのポートにも CMOS カメラを接続することができる。1 つの電源ボックスに 2 つのスイッチを収納し、2 つのスイッチをつなぐポートと PC 接続用のポートを除いた 13 ポートが CMOS カメラに使用される予定である。

5.2.5 試験構造体、電源ボックス、試験構造体スクリーン

AMC 試験等一部の試験は本番を想定した試験を行う際に実際の LST の構造体が必要になる。しかし LST の構造体は非常に大規模でサイト以外に建設することが不可能であるため、代替案として構造体の一部を建設することとなった。これを試験構造体と呼び、ドイツのマックスプランク研究所 (Max Planck Institut fuer Physik、以下 MPI) のガーデンに建設された (図 5.12)。LST の分割鏡を支える 2 段のスペースフレーム構造全体の $1/8$ を模した構造であり、高さ、幅約 7m、奥行き約 3m である。現在試験構造体には 5 枚の分割鏡が取り付けられており、カメラが取り付けられているのは正面から見て右側の 2 枚である。以降の実験で使用したのはこの 2 枚の分割鏡である。

試験構造体のコンクリートの土台にはアクチュエータ、カメラ、PC 等に電源を供給するための電源ボックスが設置されている。電源ボックス内にはアクチュエータとカメラを制御する PC やネットワークスイッチ、温湿度計が内蔵されている。防水仕様は IP66 の基準を満たし、暴風雨に襲われても浸水しない設計である。今回はコンクリートの土台に固定したが、実際にはスペースフレーム構造内に設置される予定であり、設置の方法に関する議論が現在行われている。



図 5.11: (左) : ボード型 PC、PCM3363N (右) : ネットワークスイッチ、GS110TP

試験構造体正面から 28m 離れた場所には焦点面を模したスクリーンが設置された (図 5.14)。AMC 試験には実際と同じレーザーを用いることが望ましいが視線の高さに設置するのは危険であるため、代わりに LED が取り付けられる。装飾用の一般的な LED をスクリーン裏に貼り付け、スクリーンに穴を開けて点光源として用いる。スクリーンは自重によりしっかり固定されている。

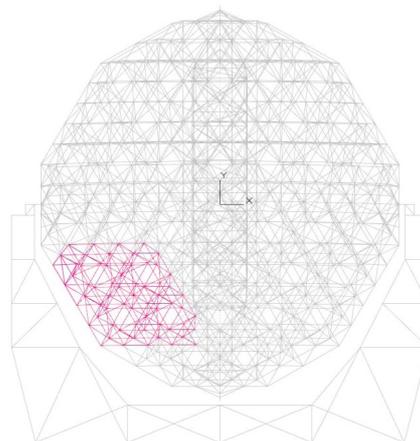
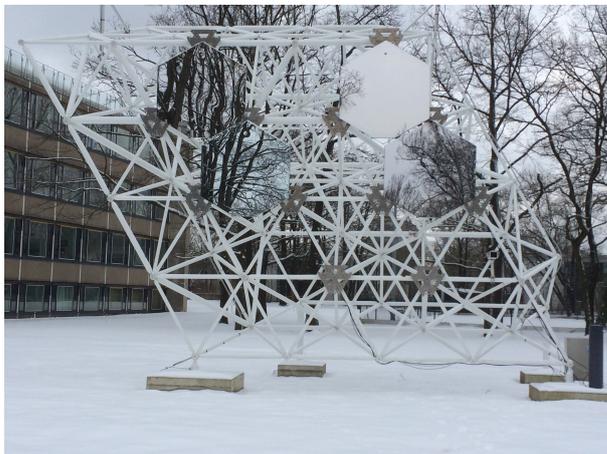


図 5.12: (左) : 正面から見た試験構造体。現在は 5 枚の分割鏡が取り付けられている。 (右) : 試験構造体は LST 構造体全体の赤い部分を模している。

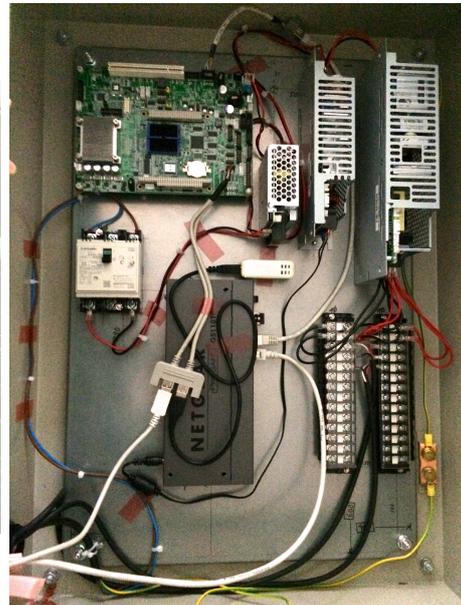


図 5.13: (左) : 試験構造体傍の電源ボックス。(右) : 電源ボックスの内部。万一浸水した時のためにパーツは基本的にボックス上部に固定される。左上に PC、中央付近にネットワークスイッチ、温湿度計、その他は変圧器等の電源関係のパーツである。



図 5.14: 試験構造体の 28m 先に設置されたスクリーン。いくつか見える赤い点光源、スクリーン脇から溢れている光はスクリーン裏に貼り付けた LED によるものである。

5.3 AMCシステムのソフトウェア

分割鏡の制御に用いられるソフトの概要について紹介する。LST 全体で約 16 個設置する分割鏡制御 PC は ACTL(Array ConTroL) の PC によって接続され管理されるが、ACTL - AMC 用 PC 間のハイレベルで行われる通信に関してはここでは触れないこととする。

ソフトウェアは主に CMOS カメラの画像取得部分、スポット画像解析部分、アクチュエータ移動量計算部分、アクチュエータ動作部分、の 4 つに分けられる。基礎的な部分は昨年東京大学宇宙線研究所を卒業された小島拓実さんによって一から開発された (以下、このコードを旧コードと呼ぶ) が、カメラ取得、アクチュエータ動作に関しては既製のソフトを使用している。

カメラ取得には”aravis”という glib/gobject ベースの画像取得ライブラリを用いている。オープンソースであり、我々が使用する DMK23GM021 に対応している。またアクチュエータ動作の際の XBee と PC の間で行われるシリアル通信には近畿大が開発した TA ライダーシステムの制御に使用されていた (榊直人氏作の) シリアル通信全般に適用できるライブラリを用いている。

旧コードには、複数のカメラの読み出しができない、1 台のカメラで長時間の撮影ができない、スポットの解析法が適用できるのは明るいレーザーを使用した時のみである、アクチュエータとの通信でバグが発生する、等の様々な問題があり、実用的ではなかったため多くの部分を新しく書き換え改善した。本章の後半では改善したコードを用いて試験を行った。

以下ではアクチュエータ移動量計算、アクチュエータ動作部分について解説する。画像取得、画像解析については大きく変更したため、改善状況とまとめて後述する。

画像解析部分では、カメラの各ピクセルの値から画像上でのスポットの位置を正確に決定する。スポットの「位置」という表現は曖昧であり定義の方法は何通りも存在するが、分割鏡の方向を補正する上で重要なのは、レーザー光源が完全に固定され参照光スポットが全く動かないと仮定した時にスポットとカメラとの位置関係が同じであれば必ず同じ「位置」を再現できることである。

旧コードでは、画像全体のうちスポットが含まれると考えられる 120×120 ピクセル四方の範囲で最大値を持つピクセルを探し、その周り 60×60 ピクセル四方で最大値の $1/10$ 以上のピクセルをスポットの一部とみなし、スポットにカウントされたピクセルの重心をスポットの位置と定義している。

この定義は理想的な限定された条件下でのみ適用できるものであると判明したため、改善の必要が出てきた。

アクチュエータ移動量計算部分では、解析で求めたスポットのずれをアクチュエータ移動量に変換する。以下この部分について説明する。

アクチュエータの長さの調整による分割鏡方向の変化は最大 4 分角程度と非常に小さく、カメラの移動量やカメラの回転等高次の項は無視することができ、カメラの画像内のスポットの位置とアクチュエータの長さには線形的な対応関係があるとみなすことができる (図 5.18)。この線形関係を表すパラメータは、

- 各アクチュエータを単位長さ伸縮させた時のスポットの移動量 (図 5.16 の x_1, x_2)

- 各アクチュエータを伸縮させた時のスポットの移動方向 (図 5.16 の α, β)

の 2 つである。スポットのずれを各アクチュエータによる移動方向ベクトルの重ね合わせで表し、それぞれのベクトルの大きさをアクチュエータ単位長さあたりのスポット移動量で割ることで、各アクチュエータの移動量を算出できる (図 5.16)。

この 2 つの変換パラメータを算出するため、1 枚の分割鏡について片方のアクチュエータを固定し、もう片方を少しずつ伸縮させてスポットの位置を毎回測定するという準備試験を AMC 関連の試験の前に行う必要がある。この試験を以降では「キャリブレーション」と呼ぶ。旧コードでは地面と水平方向にカメラが取り付けられていない場合が想定されていなかったため、後述の試験構造体での試験のようにカメラが回転している場合にもパラメータが計算できるようにキャリブレーションのコードを改善した。

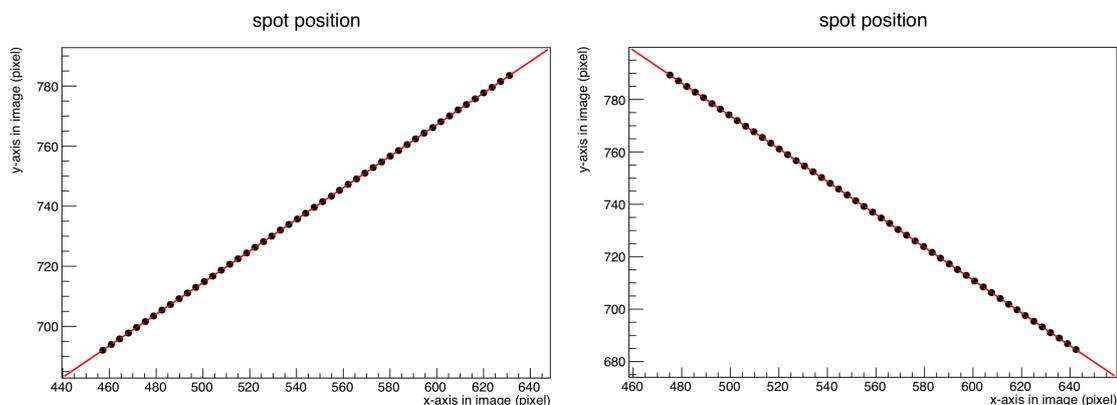


図 5.15: CMOS カメラで 28m 離れたレーザースポットを撮影した時のスポットの画像上の位置。宇宙線研究所のアクチュエータ付き分割鏡 (後述) を用いて行った。(左): 1 軸フリーアクチュエータの長さを 5mm - 30mm の範囲で 0.5mm ずつ変化させた時のスポット位置の変化。直線によくフィットできる。(右): 同様に 2 軸フリーアクチュエータを伸縮させた時のスポット位置の変化。

アクチュエータ動作部分では、XBee と以下のような 2 桁の 16 進数の配列でシリアルデータを送受信する。配列の 1 つの要素は 8 ビット=1 バイトである。

送信フレーム (PC からアクチュエータ) :

7E 00 0C 00 00 00 7D 33 A2 00 40 A9 6F 23 00 70 5F

受信フレーム (アクチュエータから PC) :

7E 00 29 80 00 7D 33 A2 00 40 A9 6F 23 2D 00 30 31 37 32 20 30 31 43 33 20 30 32 43 36 20 30 32 31 33 20 31 31 20 41 39 20 30 32 0D 0A CB

このフレームの中にデータが含まれており、例えば”00 7D 33 A2 00 40 A9 6F 23”はアクチュエータ内蔵の XBee のアドレスを表し、直後の”2D”は信号強度を表す。API モードを使用する場合 XBee は決められた型のデータのみ無線信号に変換し、型に当てはまらない信号は正しく送受信することができないため、送信フレームを正しく作成し、受信フレームから正しく情報を抜き出すコードが必要である。

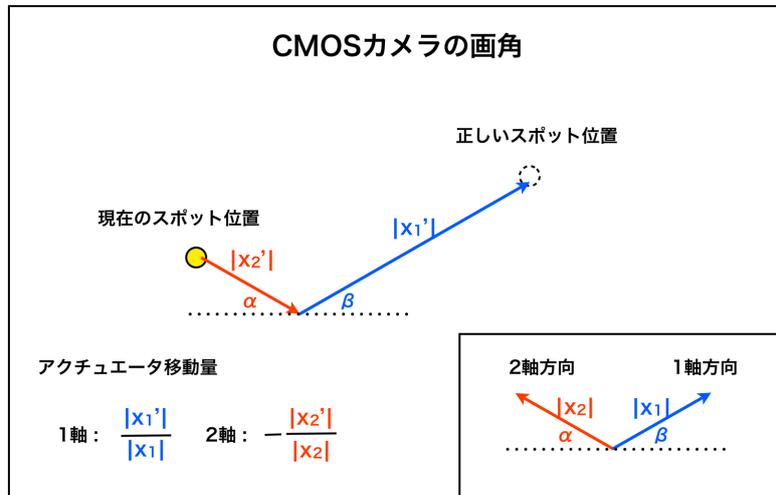


図 5.16: スポットのずれからアクチュエータの移動量を計算する方法。

小島さんの作成したこの部分のコードにいくつかのバグを見つけたが、それらを改善し、アクチュエータとの通信をエラーなく行うためのコードを仕上げることに成功した。

5.4 宇宙線研究所での AMC 試験—コード改善前—

東京大学宇宙線研究所にて、旧コードを用いた分割鏡方向制御の精度を確認するための試験を行った。

5.4.1 セットアップ

宇宙線研究所の廊下の端に分割鏡等を設置し、28m 離れた場所にスクリーンを置き、分割鏡横に固定したレーザーをスクリーンめがけて照射した。分割鏡は Gtech 社によって設計された架台に、アクチュエータとアクチュエータを架台に取り付けるためのプレートを利用して固定されている。CMOS カメラの取り付けには分割鏡の底の切り抜きにはめてカメラを固定するためのプレート（小島作）を利用した。スクリーンには一般的なマグネットが取り付け可能なパーティションにテフロンボードを取り付けたものを使用した。レーザーは金属製ハンダ付け用固定具を用いて固定した。

5.4.2 カメラレンズの絞り決定試験

分割鏡制御の前段階としてカメラレンズの絞りの決定するための試験を行った。

レンズの絞りが大きい場合（有効口径が大きい場合）、レンズを通った光線の結ぶ像が歪む収差という現象が顕著に見える。レンズの収差はザイデルの 5 収差と呼ばれる 5 つの 3 次収差に分類

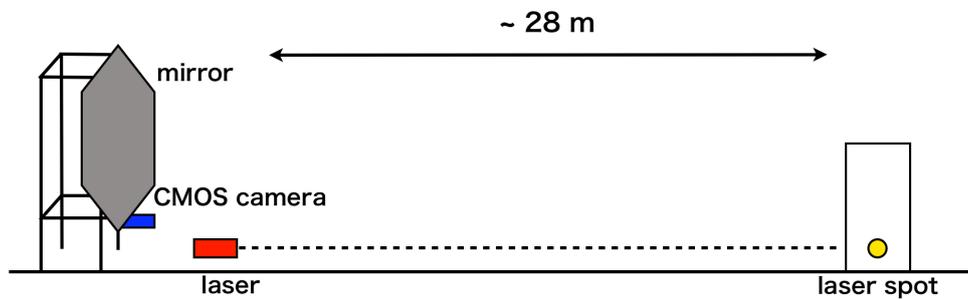


図 5.17: 宇宙線研究所で行った AMC 試験の外観図。

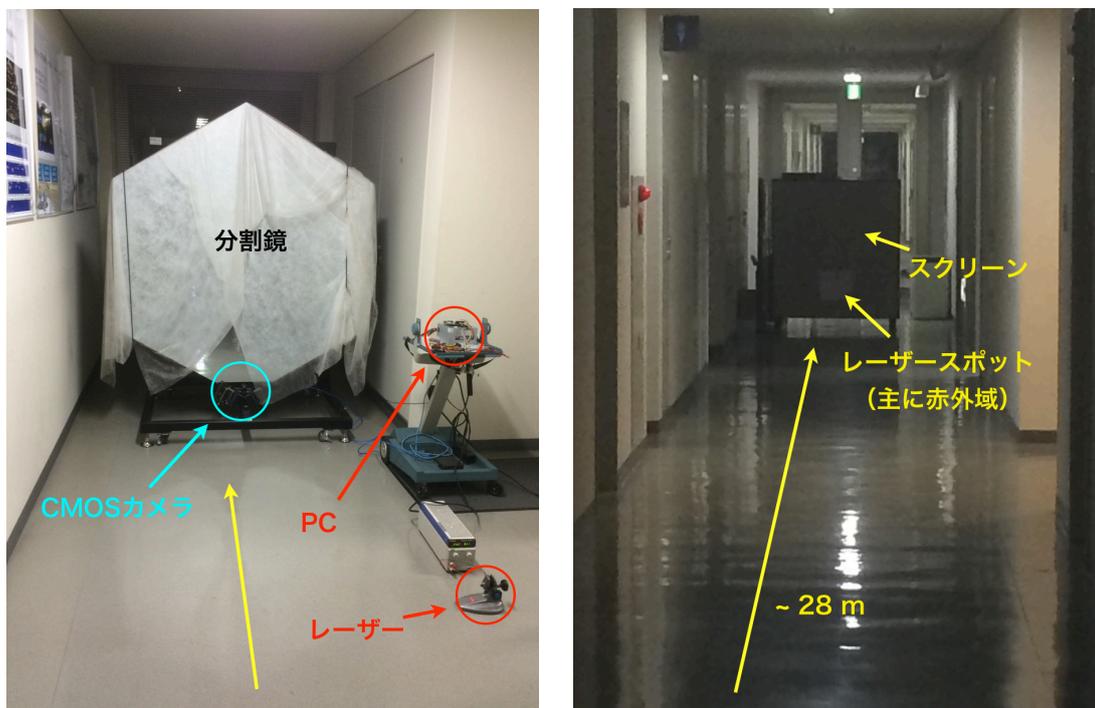


図 5.18: AMC 試験のセットアップ。

される [30]。3 次の意味は、物点の光軸からの距離、または光線が通るレンズ上の点と光軸の距離の 3 乗に比例する、という意味である。特に球面収差、コマ収差はそれぞれレンズの有効口径の 3 乗、2 乗に比例するため、絞りを小さくすることでこれらの影響を十分減少させることができる。しかしレンズとしての性能は向上するものの入射光量が減るため、絞らない時に比べ同じ露光時間ではイメージが暗くなる。

レンズの絞りの影響を見るためにレンズの F 値を 4 通りに変更して、アクチュエータ等を動かさずにスポットの連続撮影を行い、スポット位置の決定精度をそれぞれの場合で比較した。F 値は焦点距離/有効口径の値であり、この値が大きいほど有効口径が小さく、よく絞れていることを意味する。F=1.4 のとき口径が最大で絞りが全開であり、F=無限大のとき口径が 0 で完全に絞っている。F=1.4,4,8,16 の場合それぞれで 100 回撮影を行った際のレーザースポット位置を図 5.19 に示す。全ての場合においてスポットの画角内での場所は同じであり、スクリーン上で光軸から約 1m 離れた位置であり、カメラの露光時間はスポットの最も明るいピクセルの最大値がどの F 値でもほぼ一定となるように調整した。

左上、右上、左下、右下、の順にそれぞれ F=1.4,4,8,16 の場合である。F=1.4,16 の場合に比べ F=4,8 のスポット位置のばらつきが小さい。絞りが全開である F=1.4 の場合はスポットの広がりによる影響で決定精度が悪く、F=16 の場合は露光時間が長いためバックグラウンドの影響が大きく効くと考えられる。適度に絞った F=4,8 が適する値であると判断し、以降の宇宙線研究所における実験では全て F=8 の値を採用した。

5.4.3 分割鏡制御の精度確認試験

分割鏡制御の精度を求めするため、旧コードを利用し、スポットを正しい位置から移動させ再び正しい位置に戻すという試験を行った。

5.3 で示したように、レーザースポットの位置を基準点に戻す操作は、CMOS カメラによる画像取得、スポット画像解析、スポット位置の変化をアクチュエータの移動量に変換、アクチュエータの動作、の 4 ステップで構成される。この一連の動作を「AMC 操作」と呼ぶことにする。

まずレーザースポットの正しい基準点を定義した後、以下の手順を繰り返した。

1. 基準点をカメラ画角内で基準点の周り 80 ピクセル四方のランダムな点に変更し AMC 操作を行うことで、基準点に位置するスポットの画角内位置をランダムに動かす。これにより最大 ± 25 分角程度の分割鏡の方向のずれを再現する (図 5.22)。
2. 基準点を再び元に戻し AMC 操作を行うことで、スポットを元の正しい基準点に戻す。
3. この状態でもう一度 AMC 操作を行い、さらにスポットを基準点に近づける。

試験前にはスポットの位置変化とアクチュエータの長さ変化の対応関係を求め、パラメータをコードのアクチュエータ移動量計算部分に用いた。

結果は図 5.21 のようになった。青点が 1 度目の方向制御 (手順 2) 後のスポット位置、赤点が 2 度目の制御 (手順 3) 後の点である。緑色の円は中心が正しい基準点、半径が要求精度 15 秒角を表す円であり、25mm のレンズを用いた場合は約 0.6 ピクセルに対応する。

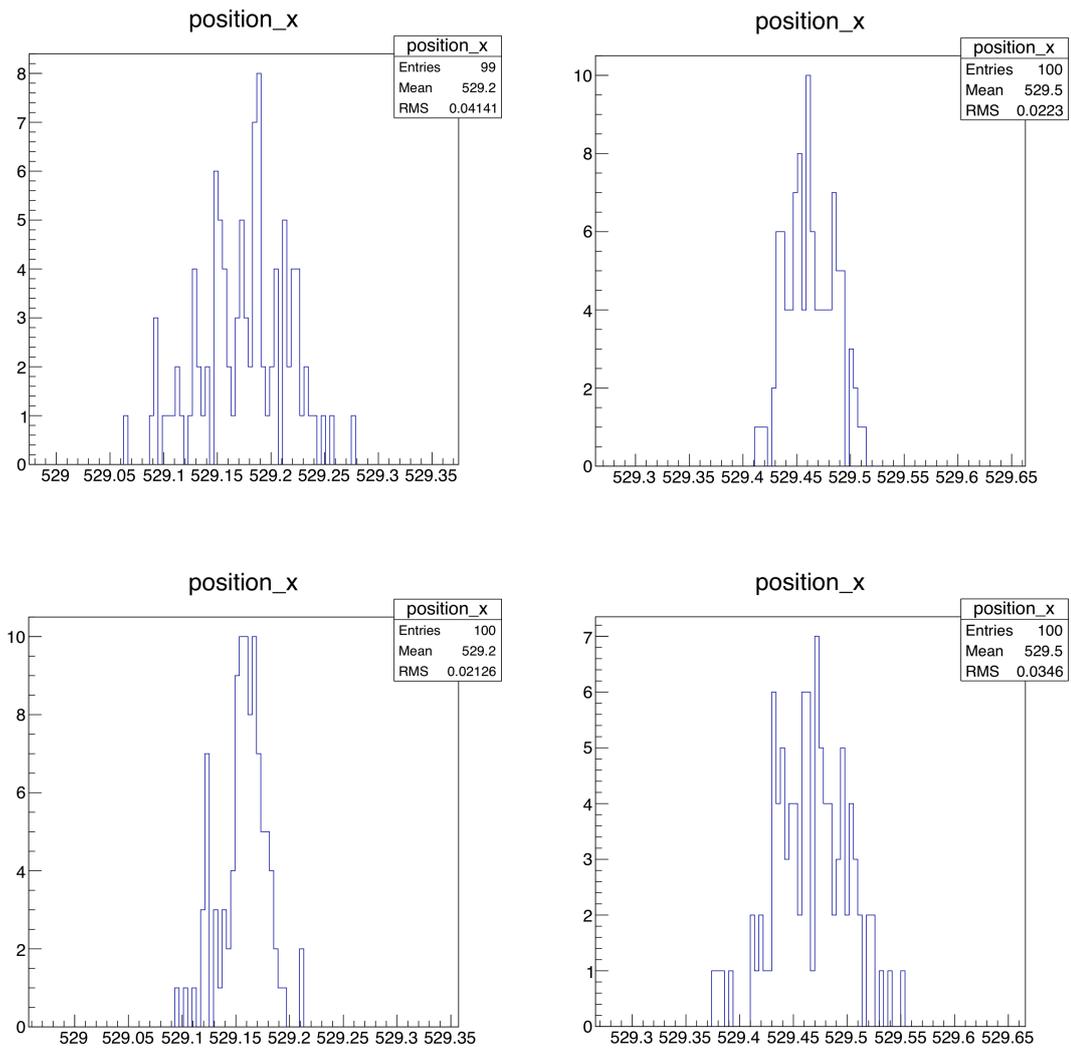


図 5.19: $F=1.4, 4, 8, 16$ の場合それぞれで 100 回撮影を行った時のレーザースポット位置。左上、右上、左下、右下の順に $F=1.4, 4, 8, 16$ である。

2 回目の補正後の位置は十分円の内側に収まったが、1 回目の補正後の点に関して y 方向に細長く伸びるパターンが見え、要求精度内に十分補正することができなかった。ソフトウェア面の原因としてスポットのずれからアクチュエータの移動量を計算する部分に誤りがあった可能性があるが、精度の悪かった y 軸方向はの場合地面と垂直な方向であるので、分割鏡等のハードウェアの固定を十分行っていない等のハードウェアの原因も考えられた。

5.4.4 分割鏡制御の精度確認試験 2

原因を突き止めるためソフトウェアを変更せず、以下のハードウェアの変更を行い 5.4.3 と同様の測定を再び行った。

- キャスターのストッパーでのみ固定していた分割鏡の架台を、備え付けの振動防止用のパッドを用いて固定した。
- カメラを固定していたプレートが緩んでいた可能性があるため、C クランプを多数使用してプレートを固定した。

結果を図 5.23 に示す。1 回目の補正後の位置も十分要求精度の円内に収まり、2 回目の補正後はさらに内側に収まっている。先の実験で y 方向に良い精度が出なかった原因はアクチュエータ動作後の架台や分割鏡やカメラに残る縦方向の振動を抑えきれなかったことであると考えられる。基準点との補正後のずれは、1 回目補正後が 0.10 ± 0.05 ピクセル、2 回目補正後が 0.06 ± 0.03 ピクセルとなり、旧コードを用いて十分な精度で分割鏡を制御できた。しかし宇宙線研究所はバックグラウンドとなる光がほぼ存在せず、温湿度も大きく変化しない理想的な環境であるため、実際と同じような屋外環境で精度を確認する必要がある。

5.5 試験構造体を用いた無線通信強度試験

LST の AMC システムの画期的な特徴として、PC とアクチュエータ間の通信を無線で行うことが挙げられる。低コスト、メンテナンスの削減等の大きなメリットがある一方、信号強度が不安定になり接続が切れる可能性が指摘されている。無線強度を左右すると考えられる要因は主に以下の 3 つである。

- PC とアクチュエータの位置関係

無線通信に用いる XBee のマニュアルシート ([31]) によると、XBee の最大通信距離は屋内で 30m、屋外で 90m であり、実際の LST での PC-アクチュエータ間で最大距離は 5m 以下であるので、一見問題ないように見える。しかし PC-アクチュエータ間には多数の伝導体である CFRP チューブが存在する上、XBee の無線通信の波長 15cm は構造体のスケールに近いので、チューブによって電波の吸収、反射および干渉が顕著に現れる。そのため実際の有効な通信距離は 90m よりはるかに短いと考えられる。また、信号を送るまでに通るチューブの本数はアクチュエータと PC の位置関係によって異なり、また分割鏡の裏面での反射もあるため、信号強度は単純に r^{-2} で弱くなるわけではない。

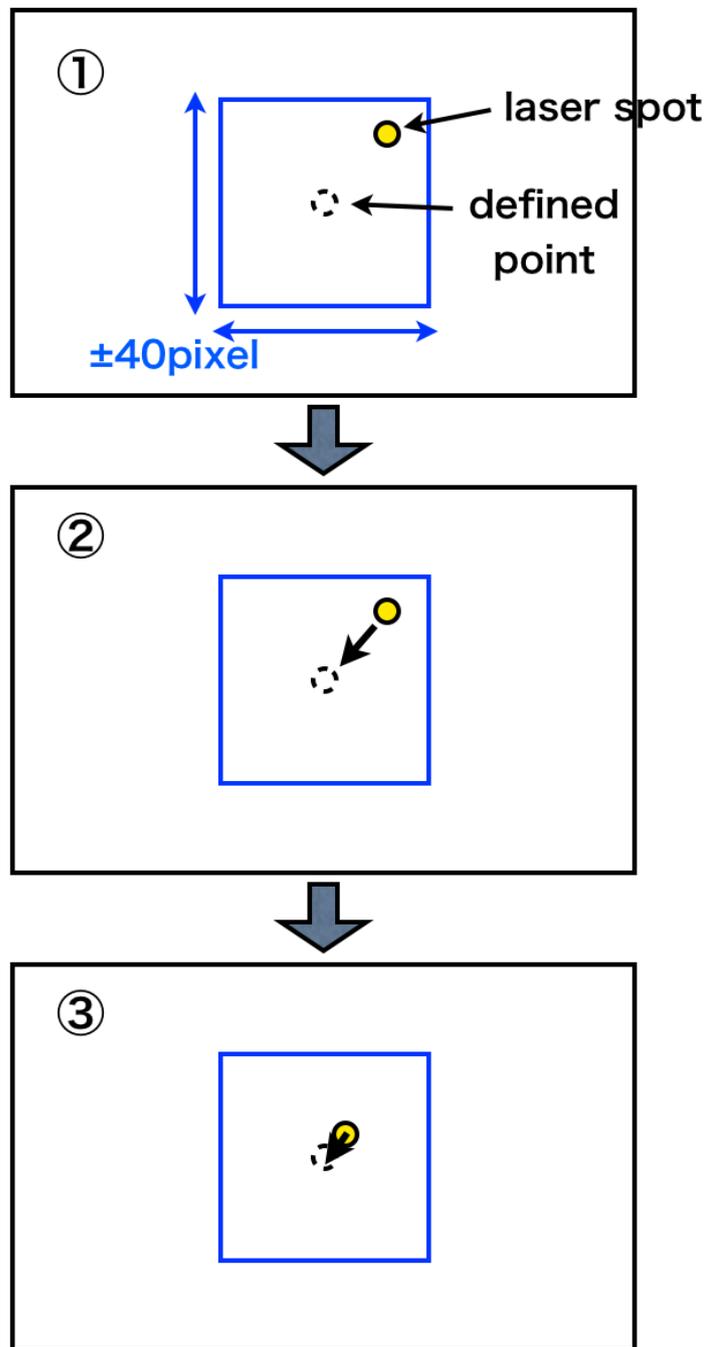


図 5.20: 分割鏡制御試験のフローチャート。1 でスポットの基準点を 80 ピクセル四方の範囲内でランダムに指定し、分割鏡のずれを再現する。2 で AMC 操作を行ってスポットの位置を元の正しい基準点に戻す。3 でもう一度 AMC 操作を行う (2 の操作を繰り返す)。

scatter plots after 1st and 2nd adjustment

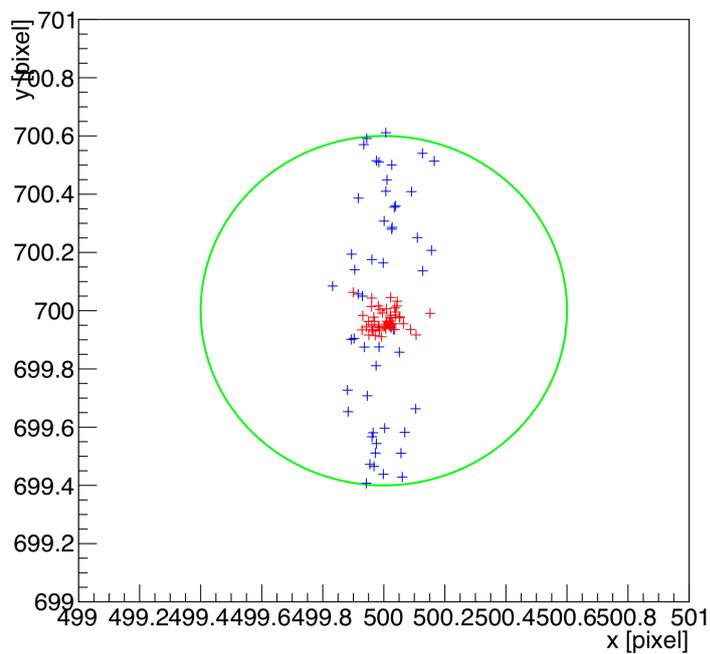


図 5.21: 試験手順を 100 ループ繰り返した時のそれぞれのスポットの位置。y 軸方向に非常にばらつきが大きい。

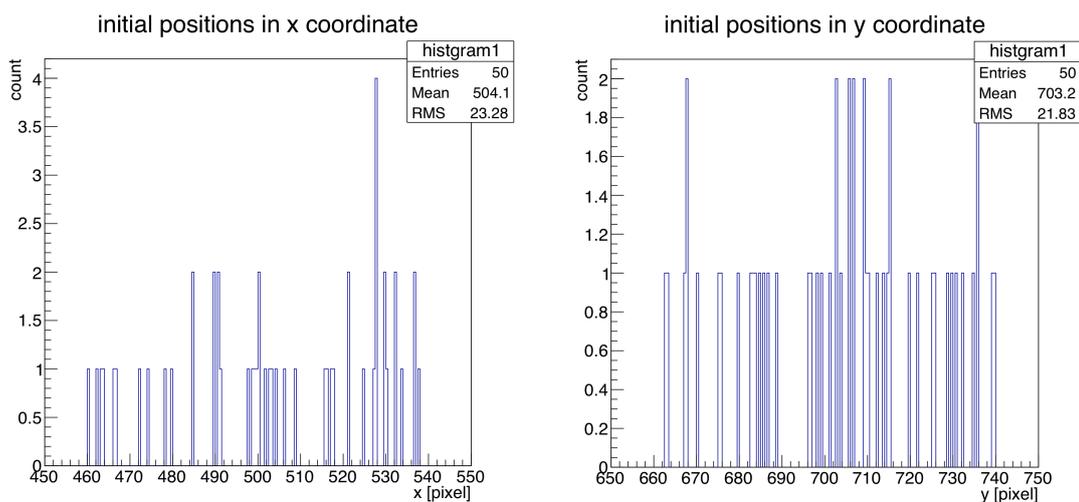


図 5.22: スポットをランダムに移動させた (手順 1) 後のスポットの x, y 座標

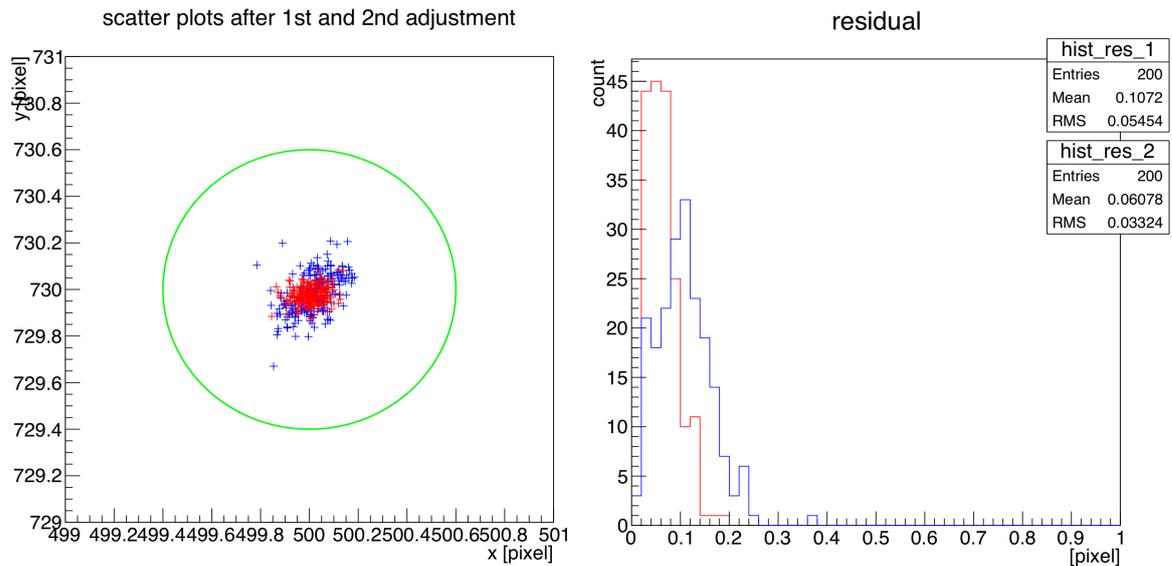


図 5.23: 同様の試験をハードウェアの固定法を改善して 200 回ループさせた結果。青点は 1 度目の AMC 操作後、赤点は 2 度目の AMC 操作後。図 5.21 と比べ、1 回目の補正後も要求精度を表す緑色の円によく収まっている。

- PC アンテナの向き

PC 側の XBee にはアンテナを取り付ける。一般的なダイポール放射型のアンテナを用いるため、アンテナの方向によって信号強度が変化する。直線上を加速度運動する荷電粒子による放射では、運動方向と放射方向のなす角 θ とすると放射強度が $\sin^2\theta$ に比例する [15] ため、アンテナ方向とその反対方向に放射は起きず、アンテナと垂直方向に最大強度で放射が起きる。全てのアクチュエータを 90 °付近で見込むことのできる方向が理想であるが、1 つの PC は 26 の異なるアクチュエータと通信を行う為、方向の最適化は単純ではない。

- 湿度等の外部環境

無線信号は水滴によって吸収される可能性がある。湿度が 100%に近い環境では霧が発生したり水滴がアンテナやアクチュエータ表面に付着するため、この影響を考えなければいけない。

これらを踏まえて無線通信が問題なく行うことができるか確認するため、試験構造体を用い無線通信の強度試験を行った。XBee の仕様によれば最低感度は -92dBm であり、この数値を十分上回る数値で安定すれば接続切れの可能性がないと言える。

5.5.1 放射強度のアンテナ方向依存性確認

まずアンテナが双極子的な放射をすることを確認するための試験を行った。信号強度の測定は、アクチュエータ内の XBee が受信した無線信号の強度を計測し、値をその他のデータに含めて PC に返信するため、この返信信号を解釈することで可能となる。測定の際、アクチュエータへの信号の送信と返信の API フレームからの信号強度の抽出を自動で簡易的に行えるように GUI を作成し

た(図 5.25)。試験は、試験構造体のアクチュエータを一つ用い、XBee のアンテナを手で持ち、位置を変えずに方向だけを変化させ信号強度を測定した。測定は 2 回行い、1 回目は数 10cm の距離で、2 回目は 1m 程度の距離で測定した。

結果は図 5.26 のように 1 回目、2 回目共に強度が 90 °で最大、0 °、180 °で最小となり、放射は確かに双極子型であると確認できた。

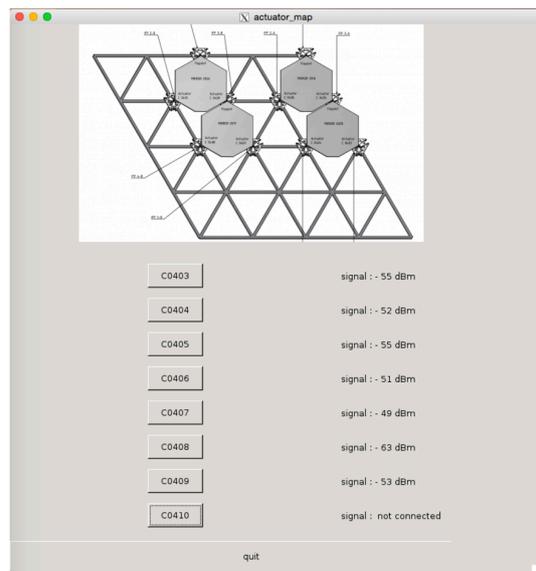


図 5.24: 茶色のビニール袋に覆われた XBee アンテナと最も近いアクチュエータ。アンテナを手で持ち位置と方向を変えてアンテナ指向性の試験を行った。

図 5.25: 作業を効率化するため作成した GUI の画面。

5.5.2 無線強度長期モニター試験

XBee アンテナをチューブに固定し定期的な信号強度の記録を 2015 年 1 月から 11 月にわたり行い、PC - アクチュエータ間の接続切れ発生の有無を確認した。以下アンテナ関連の数回の変更を時系列順に記す (5.29)。

1. 3/10 以前は無線通信の設定やコード関連の試験のためデータの信用性が低い。3/10 にビニール袋とテープでアンテナを固定した。
2. 6/24 に防水仕様を固定ジグを使用したものに変更し (図 5.28)、アンテナの位置と方向はあまり変更せずモニターを再開した。

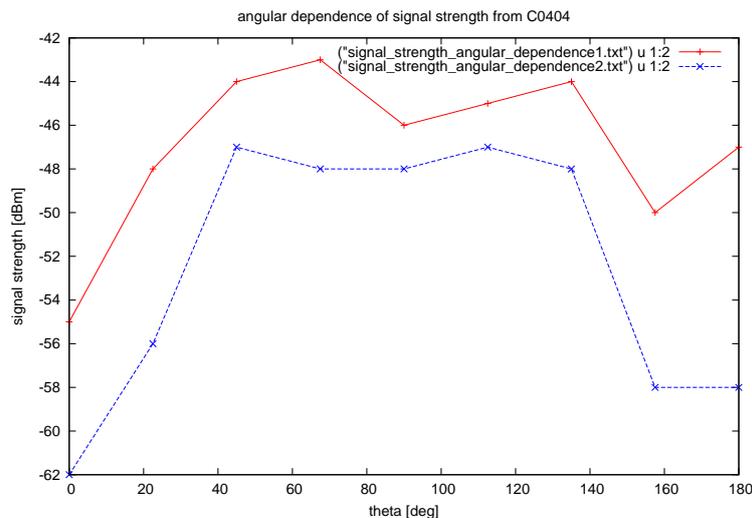


図 5.26: 信号強度のアンテナ方向依存性。90 °付近で最大、0 °、180 °で最小になる事がわかる。

3. 9/8 にアンテナの方向をどのアクチュエータの方向でもない上空の向きに変更した。

結果を図 5.30 に示した。

3/10 - 6/24 の間はどのアクチュエータとの通信強度も非常に不安定であり、C0408、C0409 に関して頻繁に接続切れが発生した。また湿度が低く雨の降らない日に接続切れは起きず、信号強度が低い時間帯は湿度が高いことから、雨による水滴がアンテナ防水用のビニール袋にたまり強度を下げたと考えられる。

6/24 の防水仕様変更の後、強度の安定したアクチュエータが増加したが、C0402、C0409 の最も遠い 2 つに関しては強度が低く、C0402 に関して 9/6 までの 7110 回の通信のうち 17 回 (~ 0.24%) の接続切れが起きた。

9/8 の方向変更後全てのアクチュエータの強度が -92dBm を大きく上回る数値で安定したが、最も遠い C0402 のみ 11/30 までの約 7600 回のうち 3 回 (~ 0.04%) 接続切れが起きた。接続切れの前後で急激な天候の変化はなく現在原因を特定中であるが、ランダムに起きる現象であれば確率が低いので何度も通信を行うことで接続できる。また C0402 と PC の距離は 5m 以上離れており、実際の LST の場合の最も長い距離以上であるので、5m 以内のアクチュエータであれば、アンテナの方向を適切に選択することで接続切れの心配なく通信できると言える。

5.6 試験構造体を用いた分割鏡制御試験—コード改善前—

旧コードを用いた宇宙線研究所での AMC 試験では、要求精度の範囲内で制御することができたため、試験構造体を用いた制御試験を行い実際に近い環境で十分な精度での制御が可能であるか確認した。

試験に用いた AMC 関連のデバイスは基本的に宇宙線研究所での試験と同じであるが、架台の代わりに試験構造体、レーザースポットの代わりに試験構造体から 28m 離れたスクリーンの裏に貼

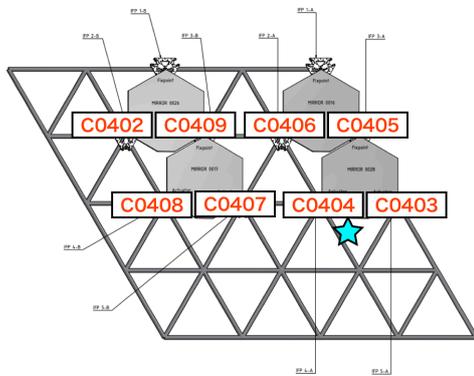


図 5.27: 強度モニターを行った 8 つのアクチュエータとアンテナの位置。C04 はアクチュエータのシリアル番号を表す。アンテナの奥行き位置は 図 5.28: 6/24 に変更したアンテナの防水カバー。約 1m、方向は分割鏡平面上の C0404 と C0407 の中間の 1m 程度下あたりを向いている。

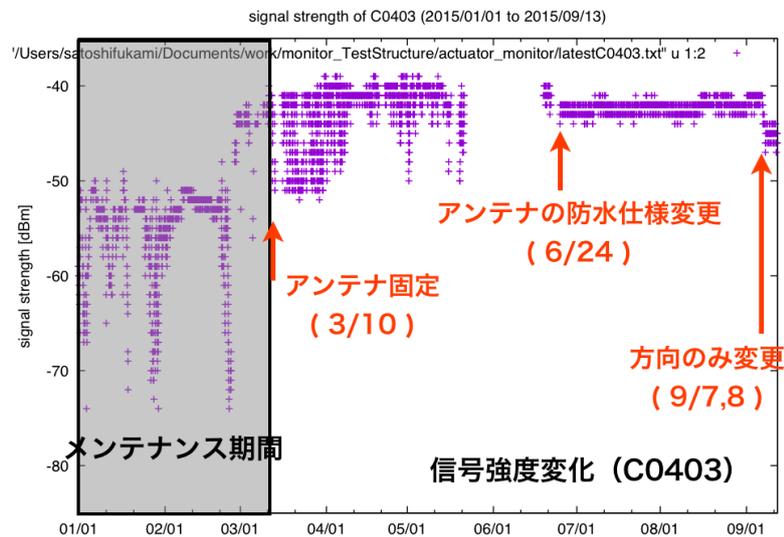


図 5.29: アンテナに最も近い C0403 の信号強度変化 (9/10 まで)。アンテナ関連の変更があった日時を矢印で示した。

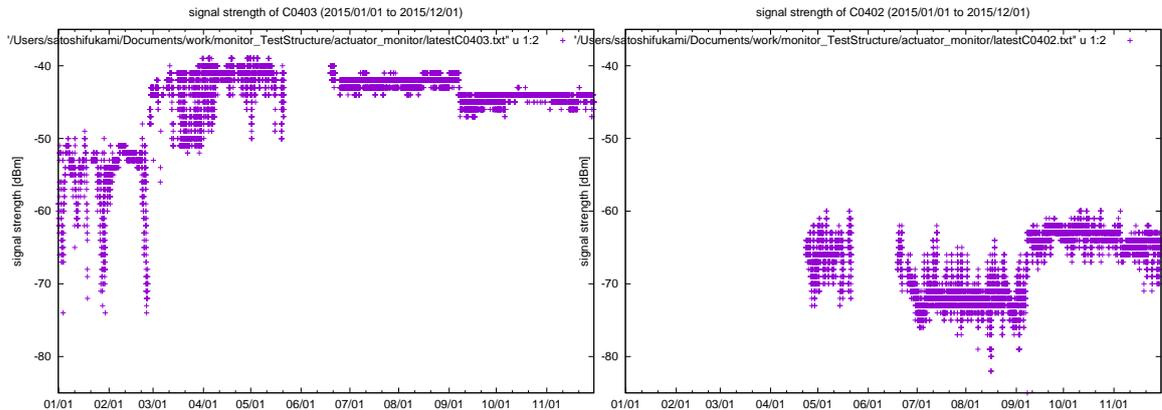


図 5.30: 2015 年 1 月から 11 月までのアクチュエータとの無線通信信号強度モニター。ここではアンテナに最も近い C0403 と最も遠い C0402 の結果のみ載せる。

り付けられた赤色 LED を用いている。使用した分割鏡は正面から見て右下のものであり、分割鏡に設置されたカメラの方向は水平方向から 120 °回転しているため、改善したキャリブレーションのコードを用いて変換パラメータを算出した。

今回の試験は宇宙線研究所と異なり、スポット位置が要求範囲内に収まることを確認せずに次の AMC 操作に移行した。具体的には AMC 操作における基準点を 50 ピクセル四方の正方形の頂点に選択し、左回りに順に変更しサイクルさせた。このサイクルを一晩中に行い、各操作後の LED スポットの位置を測定した。

結果、各 AMC 操作後のスポットの位置はどの頂点においても大きくばらつき (図 5.32)、高精度で制御することができなかった。各操作でカメラ画像のバックグラウンド (120 × 120 ピクセル四方の十分広い範囲での明るさの平均) を記録しておき、時間推移を確認したところ、深夜の数時間のみ非常に値が低い時間帯が存在し、その時間帯での位置のみ抽出したところ、要求精度の範囲内ではないが各頂点とも全体の時間に対し非常に小さい範囲に制御できたことがわかった (図 5.32)。

旧コードでは最大値ピクセルの 1/10 以上の範囲のピクセルをスポットとみなすため、バックグラウンドが高い時間帯はスポットに関係のない点がカウントされてしまい、精度が悪くなったと考えられる。またバックグラウンドが低い時間帯でも数ピクセルの散らばりが確認できるが、レンズの収差の影響か LED スポットが暗く小さいために起こる離散的な効果であると考えられる。原因を切り分けるには、LED の光量が小さい場合でも高精度の位置決定を実現するための解析法の改善を行った後再び試験する必要がある。

5.7 複数台カメラの画像取得コードの開発

PC1 台が 13 枚の分割鏡を制御するため、1 つの PC で 13 台のカメラから画像を取得する必要がある。旧コードでは 1 台の PC で複数つないだカメラから連続的に画像を取得することができなかったため、複数の分割鏡を制御する際には制御する分割鏡を変更する度にカメラを初期化する必要があり、非常に時間がかかった。また、1 台のカメラのみ接続した場合でも長時間連続で画像取

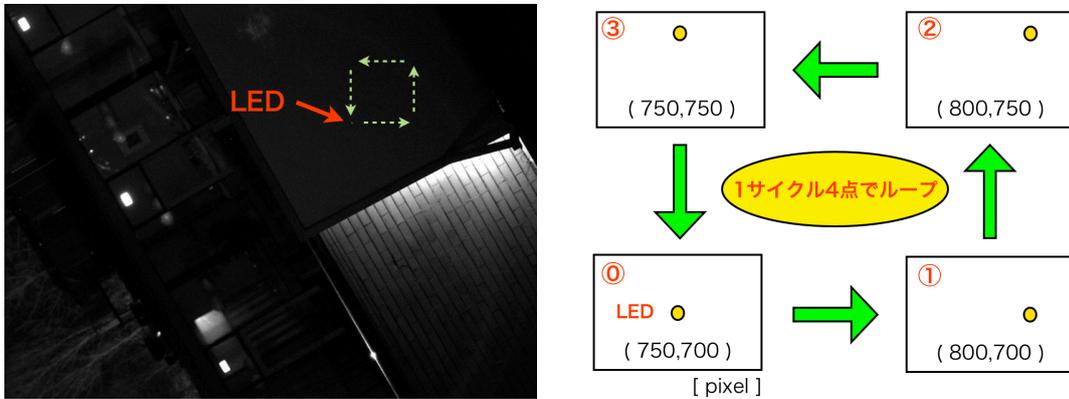


図 5.31: (左) : 分割鏡に固定された CMOS カメラのスクリーンを撮影した画像。CMOS カメラの設置には MPI のエンジニアが製作したジグを用いた。カメラが水平方向から 120 °回転した方向に取り付けられている。(右) : 基準点として正方形の頂点を左回りに選択した。

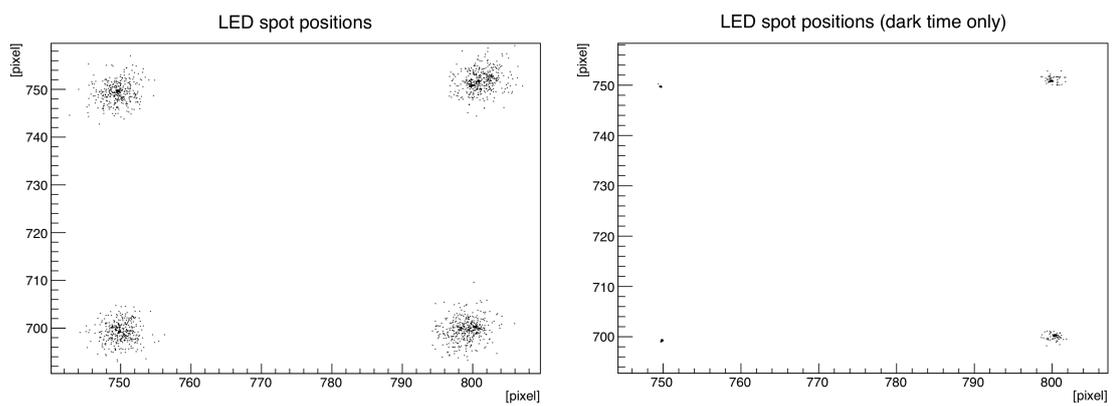


図 5.32: (左) : 4 頂点それぞれに移動させた後のスポット位置。(右) : バックグラウンドが小さかった時間帯のみのスポット位置。要求精度の範囲内ではないが、全体に比べ非常に小さい範囲に制御できている。

得することができないという問題があった。

これらの問題を解決するため CMOS カメラの画像取得コードを作り直し、宇宙線研究所の PC と合計 9 台のカメラを用いた試験を通して複数台カメラから連続で画像取得することに成功した。その後改良したコードを用いて動作実験を行った。

CMOS カメラの画像取得には一般的で関数が非常に充実している glib ベースの aravis を用いた。インストールした aravis には 1 台のカメラから画像を連続で取得し続けるテストプログラムが付属されており、これを出発点として開発を行った。

カメラの画像取得までの流れは以下の 4 つの過程に分割できる。() 内はそれぞれの操作に対応する関数である。

1. カメラの初期化 (`arv_camera_new()`)
2. カメラのストリーム作成 (`arv_camera_create_stream()`)
3. カメラの画像データ転送 (`arv_camera_start_acquisition()`)
4. カメラの画像データ記録 (`arv_stream_pop_buffer()`)

カメラの初期化関数は `ArvCamera` という型の構造体を返し、この構造体のメンバ変数に露光時間、ゲイン、fps レート等の画像取得に関するパラメータが存在するため、これらの変数に適当な値を代入することでカメラの設定を変更できる。ストリーム作成関数は `ArvCamera` 型変数を引数として `ArvStream` 型の構造体を返す。この構造体にはデータ転送に関する情報が含まれており、変更することもできる。データ転送関数で実際に GigE(ギガビット・イーサネット) ケーブル経由で信号が PC に送信され、データ取得関数で画像データをバッファリング(蓄積)することができる。

複数台のカメラとの接続は、windows ソフトを用いてカメラに「名前」を設定することで解決した。カメラに設定する「名前」を初期化関数の引数にして実行するとそのカメラの `ArvCamera` 型構造体が生成されることがわかったため、各カメラの「名前」を引数に初期化関数を実行し、各カメラの情報を持った `ArvCamera` 構造体を作成することができた。各構造体を用いて特定のカメラを選択してストリーム作成、データ転送、データ記録を行うことができる。

テストプログラムの中ではカメラの切り替えを行っていないが、AMC 操作では画像取得後すぐに次のカメラに切り替えなければならない上に、この短時間での切り替えが安定して一晩中行われることが求められる。カメラの初期化については基本的に一度行えばプログラム終了まで再び行う必要はないが、カメラを切り替える度にストリームを作成し直すべきか、データ転送を中止するべきか、は自明でない。これを確認するために以下の 2 つの試験を行った。

- 各カメラのストリームとデータ転送を保ったまま各カメラからの画像データを順に記録し、これを繰り返す。

試験のフローチャートは図 5.33 の通り。初めに各カメラの初期化、ストリームの作成、データ転送、を行い、この状態を保ったまま各カメラからの画像データを記録し、1 枚取得に成功したら次のカメラからデータを記録し始める。

カメラを 3 台の場合、6 台の場合の 2 パターンでこの試験を行った。それぞれの場合で各カメラから 1 枚ずつ画像を撮るループを 400 回繰り返し、画像取得に失敗した累積回数、各カメラの画像取得に要した時間、全カメラから 1 枚ずつ画像を取得するのに要した合計時間の結果を図 5.34、図 5.35、図 5.36 に示した。

カメラ 3 台の場合は、取得失敗数が少なく取得にかかる時間も 0.12 秒と非常に短い時間で安定している。しかし同時にモニターしていた CPU 使用率は 120%、メモリ使用率は 18%と PC にかかる負担が大きいことも判明した。

カメラ 6 台の場合は CPU にかかる負担がさらに大きくなり、CPU 使用率が大きめに 190%、メモリ使用率は 36%であった。使用したボード型 PC、PCM3363N は 2 コアの CPU を持ち使用率は最大 $100 \times 2\%$ であるので、この場合ほぼ PC の限界に近いことを意味している。取得失敗数は 3 台の時と比べはるかに多くなり、6 台の画像取得に要する時間も 3 台の時の単純計算による 0.12×2 秒とはならず、数秒の範囲で大きくばらつきがある。

今回の試験では全てのカメラから常にデータが PC に転送されている状態であったので、CPU の処理量はカメラの台数に応じて増加する。台数と CPU 使用率が比例関係にあると仮定すると、本番同様 13 台と接続する場合に同じ PC の性能で 6 コア分必要となるため、この方法を使ったコードは現実的でない。

- 全カメラのストリームを作成し、各カメラにおいてデータ転送を開始し、1 枚画像取得完了後にデータ転送を停止する。次のカメラにおいても同様に行い、全てのカメラから画像取得が完了した後、全カメラのストリームを切断する。これを繰り返す。

試験のフローチャートは図 5.33 の通りである。先ほどの試験結果から、全てのカメラからデータ転送を同時に行うのではなく取得するカメラからのみデータ転送を行った。つまりカメラを切り替える度に、一つ前のカメラからのデータ転送を停止し新しいカメラのデータ転送を開始した。またストリームに関して、一度作成して試験終了まで解放しない場合メモリ使用率が時間とともに増加する現象が発生したため、すべてのカメラについて画像取得が終わった時にストリームを解放した。

試験は宇宙線研究所で 9 台のカメラを用いて 1 晩中約 10000 ループ行った。取得成功までに失敗した回数、各カメラの画像取得時間、全カメラからの画像取得時間の結果を図 5.38、図 5.39 に示した。

結果 1 晩中停止することなく撮影することができ、1 ループにかかった時間は平均 1.7 秒、1 については約 0.18 秒であり、非常に安定している。しかし各カメラの取得時間で約 4.5 秒付近（設定したタイムアウトの時間）に 40 点ほど集中しており、確率は低いもののデータの通

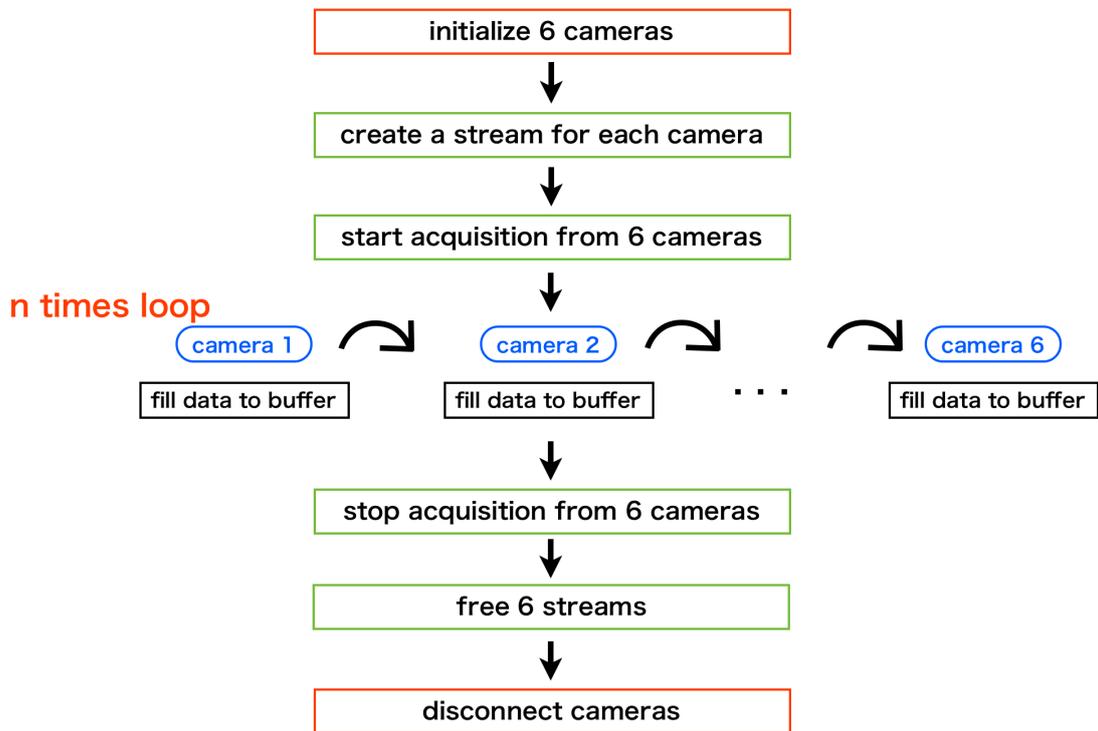


図 5.33: 6 台のカメラからの画像取得フローチャート。今回はストリームを作成しデータを常に転送している状態で画像データの取得を行った。

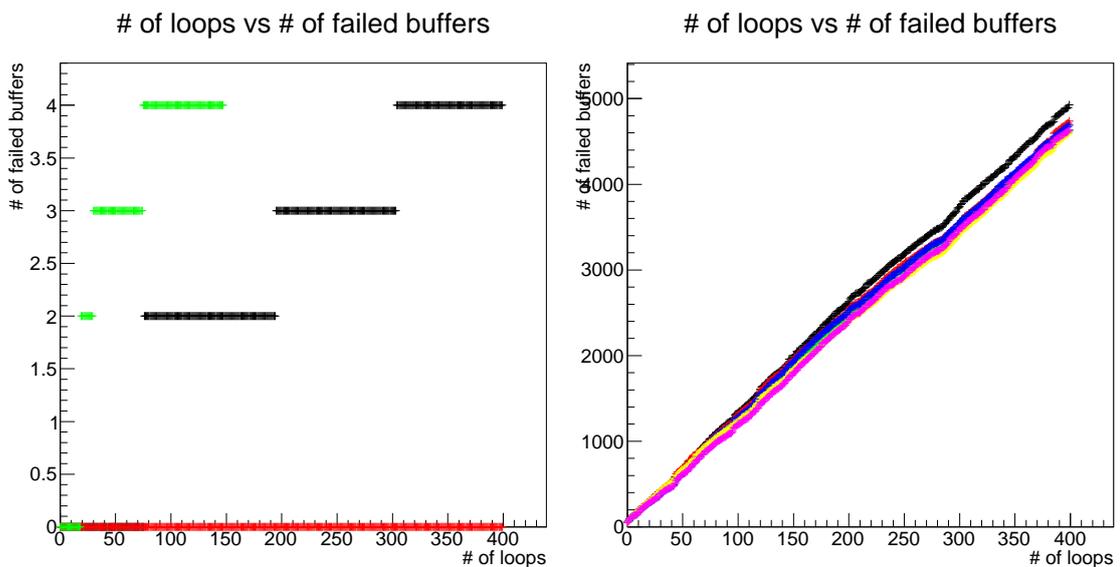


図 5.34: 各カメラの画像取得累積失敗数。(左): カメラ 3 台用いた場合。ほぼ失敗なく取得している。(右): カメラ 6 台用いた場合。3 台の場合に比べ失敗数が非常に多い。

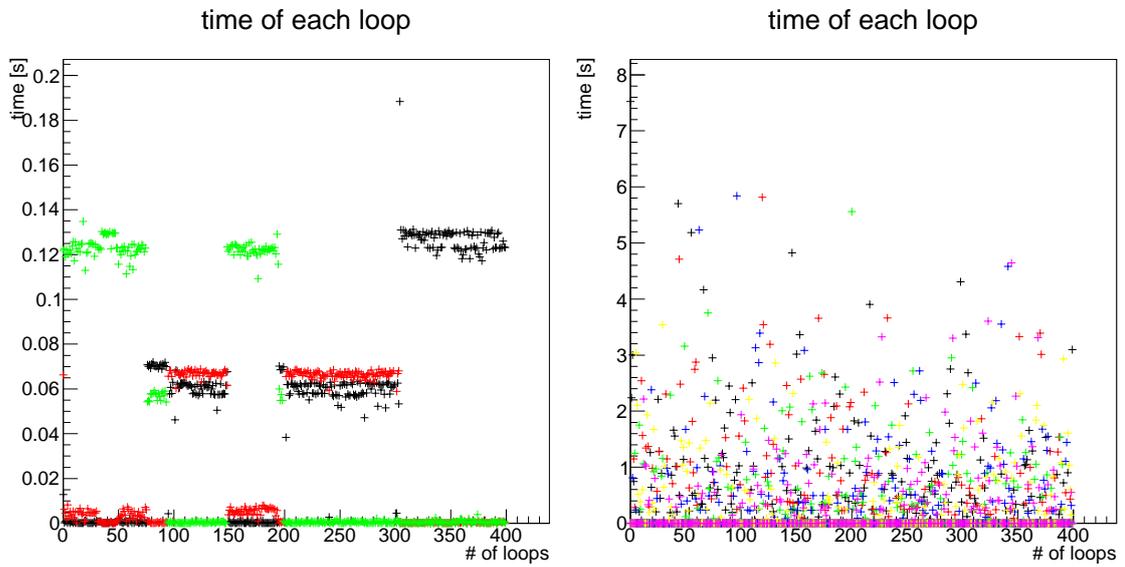


図 5.35: 各カメラの画像取得にかかった時間。(左): カメラ 3 台用いた場合。約 0 秒である点は、他のカメラの画像を取得中に同時に取得していたと考えられる。(右): カメラ 6 台用いた場合。3 台の場合に比べばらつきが非常に大きく、値は 2 倍よりはるかに大きい。

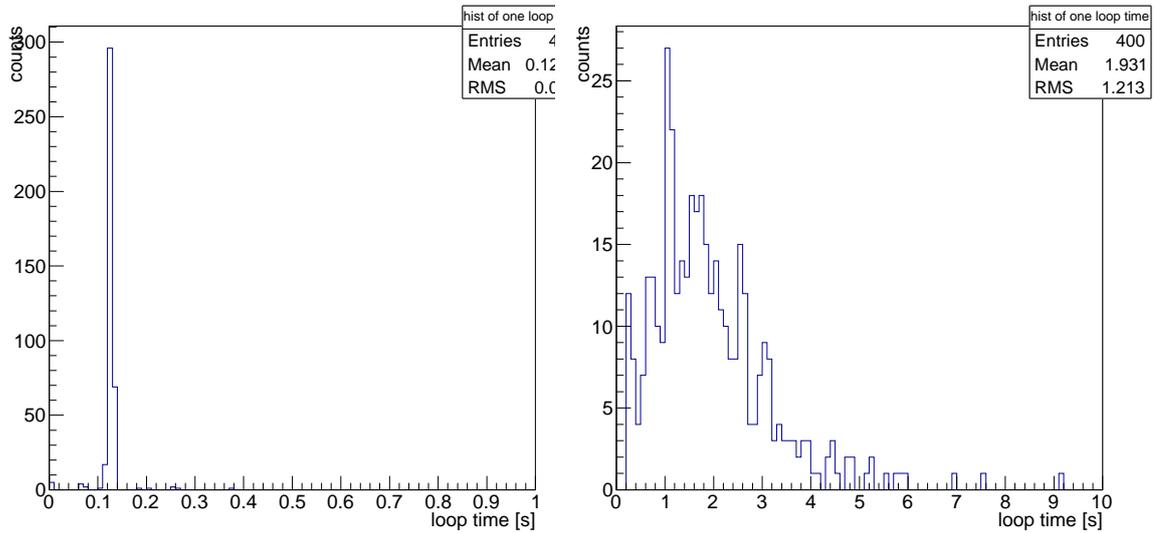


図 5.36: 全てのカメラの画像取得にかかった時間。(左): カメラ 3 台用いた場合。0.12 秒で非常に安定している。(右): カメラ 6 台用いた場合。数秒のスケールでばらついている。

信ができなかったことを表している。ログによるとこのタイムアウトの次のループ以降あるカメラで全くストリームが作成できない現象が発生するが、現在応急処置としてカメラの初期化を再び行うことでその後の画像取得に影響が出ないことを確認している。CPU は6%程度、メモリ使用量は0.2%程度で安定しており、このコードを利用すれば13台接続しても問題なく1晩動作し続けると考えられる。

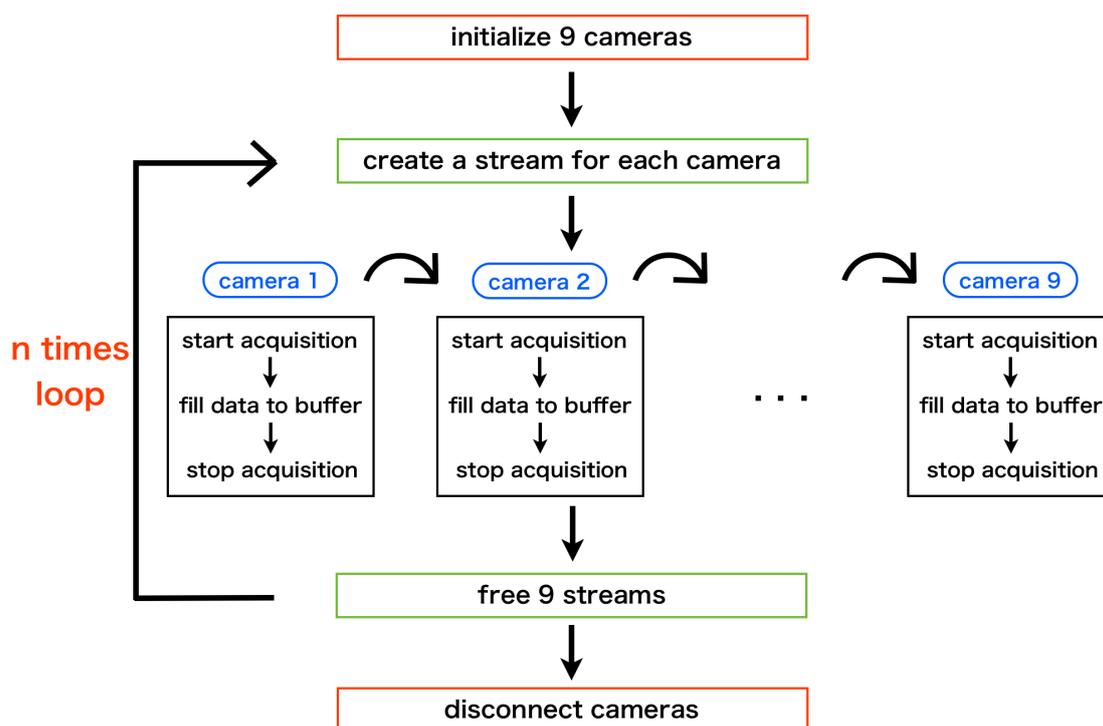


図 5.37: 9 台のカメラからの画像取得フローチャート。データ転送を画像取得するカメラだけに限定し、全カメラから1枚ずつ取得した後に毎回ストリームを解放する。

5.8 試験構造体 LED スポットを用いた画像解析コードの改善

5.6 節で行った試験構造体を用いた分割鏡試験では、LED のスポット解析による位置決定が誤りであったと思われる。そこでスポット解析法の改善を行い、実際に近い環境において高精度で位置決定が可能であることを確認した。本節の試験には正面から見て右側の2枚の分割鏡に設置されたカメラを用いた。2台のカメラは同じジグによって同様に固定されており、スクリーン上の同じLEDを解析した(図5.40)。以降右下の分割鏡のカメラをカメラ0と呼び、右上の分割鏡のカメラをカメラ1と呼ぶ。

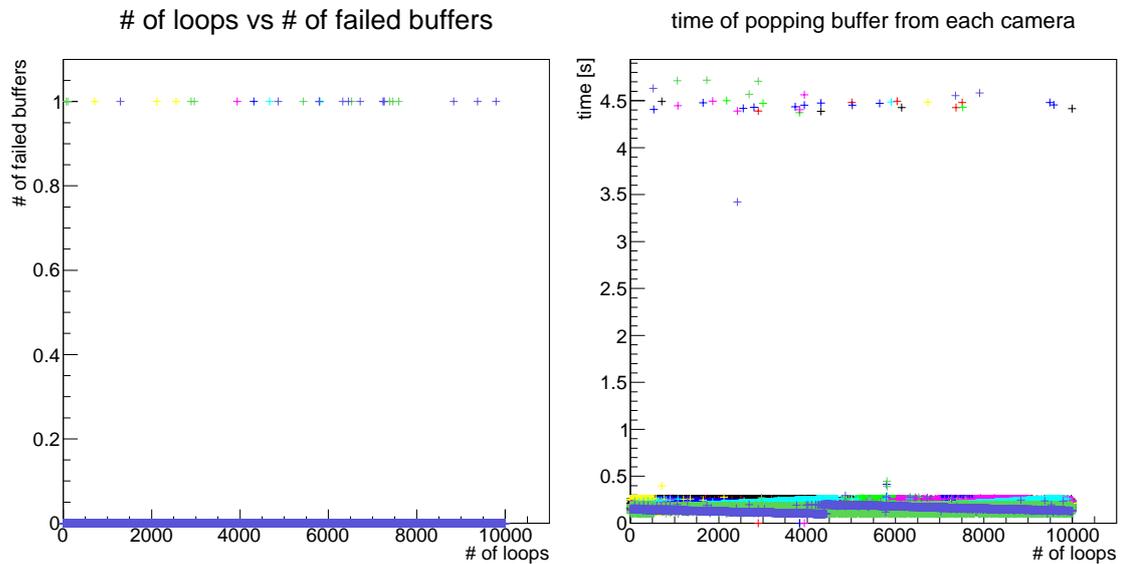


図 5.38: 9 台のカメラを用いた試験。(左) : 各カメラの各試行で画像取得成功までに失敗した回数。(右) : 各カメラの画像取得にかかった時間。約 0.4%で画像取得がタイムアウトにより失敗することがある。

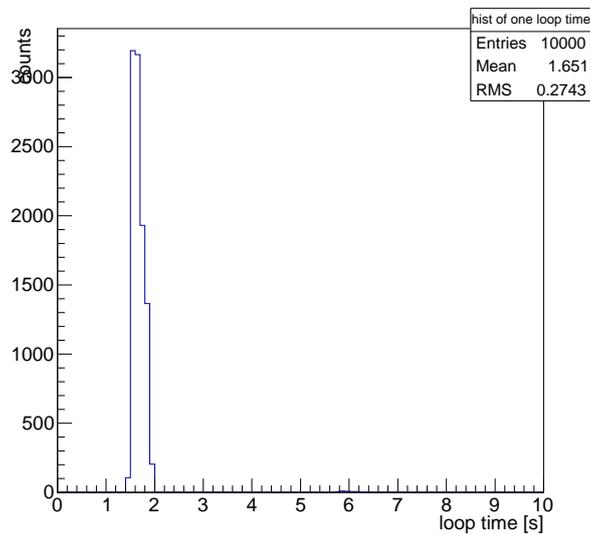


図 5.39: 9 台全カメラから 1 枚ずつ画像を取得するのにかった時間。平均約 1.6 秒、1 個あたり約 0.18 秒である。

5.8.1 改善1：ホットピクセルの処理

ホットピクセルはCMOSカメラの画像内のあるピクセルが入射した光子の数以上の明るさを示す現象であり、常に決まったピクセルがこの振る舞いを示すことからピクセル素子の異常であることを意味している。ホットピクセルは低確率で存在するが、非常に明るい場合レーザースポットと誤って認識される可能性があるため、正しく除かれなくてはならない。

ホットピクセルは、1ピクセルだけ異常に明るく周囲のピクセルは平均的なバックグラウンドの値であるという特徴がある。これを利用して旧コードではホットピクセルの条件を「隣り合う上下左右4ピクセルの平均値の2倍以上を持つピクセル」として条件を満たすピクセルの値に0を再び代入していた。しかしこの処理法によってMPIスクリーン裏のLEDの位置解析を行ったところ、スポットをホットピクセルと誤認してしまった。宇宙線研究所で用いたレーザーのようにスポットが広い場合は問題ないが、MPIのLEDは幅が非常に小さいため旧コードを適用できない。

そこでホットピクセルの条件を「隣り合う上下左右4ピクセルすべての2倍以上の値を持ち、上下左右の4ピクセルは全てバックグラウンドの平均値の2倍以下」としてLEDの位置解析を行ったところ、スポットはそのままホットピクセルのみ除くことができた。ホットピクセルだったピクセルには0の代わりに上下左右の平均値を代入し、修正後より現実的なイメージを保った。

以下のスポット解析法改善のための試験は全てこの方法でホットピクセルを除去しており、ホットピクセルとスポットを間違えることはなくなった。

5.8.2 改善2：スポット解析法の改善

旧コードでは、最も明るい点のまわり60ピクセル四方で最大値の1/10を超えるピクセルをスポットとして認識していたが、60ピクセル四方はLEDスポットに対し過度に広く、試験構造体のLEDは宇宙線研究所で用いたレーザーのスポットより暗いため、1/10という閾値を超えるピクセルは範囲内に容易に存在できた。今回はスポットでない点を除外するため、スポットの条件を最大値の1/10以上からバックグラウンドの平均 $+5\sigma$ 以上に変更し、LEDスポットを2台のカメラ交互に一晩中連写して画像解析を行った。

解析位置をプロットした結果は図5.41のようになった。カメラ0のスポットに関しては散らばりが小さいが、カメラ1のスポットに関してはy軸方向の広がりが大きくなった。どちらのプロットにも島や層の形をした離散的な不自然な構造が見える。重心計算にカウントされたピクセル数のモニターデータを見たところ約6ピクセル程度と非常に少なく、6ピクセルが5や7に変化した時にスポット位置が大きくずれていたために離散的な構造が見えたと思われる。

また試験中カメラ0に関してピクセルの最大値が8bit分解能の上限である255で飽和しており、実際には255以上である数字が255に制限されていた。これも正しい位置決定ができない原因の一つと考え、以降の実験は露光時間を調整し最大値を255以内に抑えて行った。

使用したバックグラウンドの平均 $+5\sigma$ 以上というカットはMPIの環境の場合採用するピクセル数を大きく制限した。 $+5\sigma$ の部分を下げ適当な値に変更するという方法もあるが、今回のLEDのようにスポットが小さい場合は閾値を下げてピクセル数は変わらないと考えられる。このため、

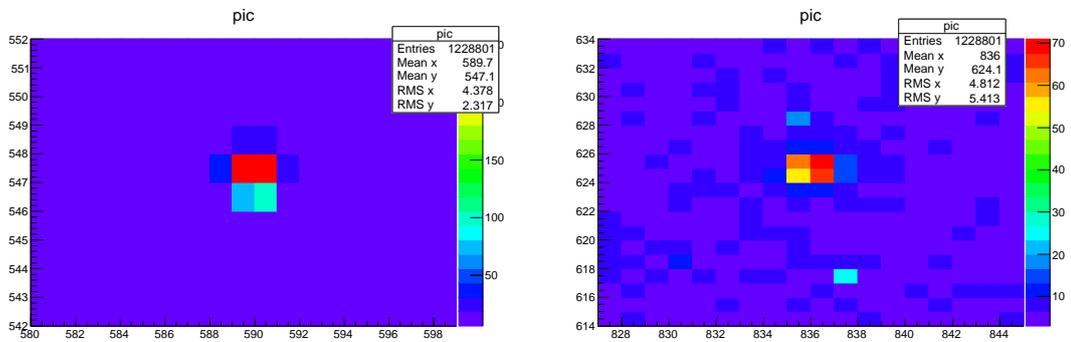


図 5.40: 各のカメラによる画像をグラフ描画ソフト「ROOT」により LED の部分だけ拡大した図。(左) : カメラ 0 の LED 画像。(右) : カメラ 1 の LED 画像。2 台の画像共に LED の大きさは目視で 5 ピクセル四方程度である。

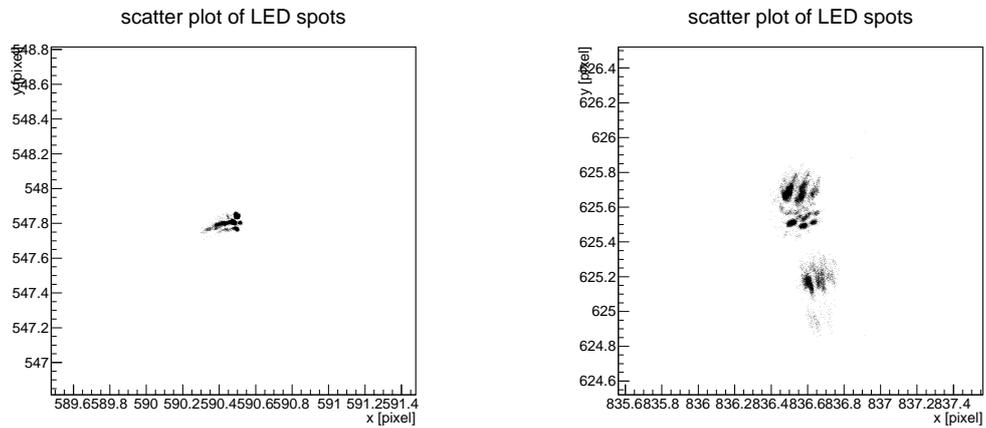


図 5.41: 一晚画像撮影を行い続け、バックグラウンド平均 $+5\sigma$ の閾値で位置解析を行った結果。(左) : カメラ 0 による LED スポットの位置。(右) : カメラ 1 による LED スポットの位置。離散的な模様は、閾値付近のピクセルの重心計算への参加が不安定であったことによるとと思われる。

この方法の代わりに解析範囲の大きさを最大値ピクセルを中心とした正方形領域で固定して常にその範囲で重心解析を行う、という別の方法をとった。

この方法で1晩連続撮影を行い位置解析を行った結果は図 5.42 の通り。解析範囲として 11×11 ピクセル四方の正方形を選択した。多数の層状の構造は消えたが、2つのプロット共に大多数の点が集まる領域から 0.5 ピクセル程度離れた場所に点群が見える。同時にモニターしていたスポットの最大値ピクセルを見たところ、離れた点集団と大多数の集団で最大値ピクセルの位置が 1 だけずれていた。スポットのないバックグラウンドのみの領域を考えると解析領域が 1 平行移動ずれば当然重心も 1 ずれるため、バックグラウンドの影響が離散的なスポット模様の原因であった。カメラ 0 では x 方向、カメラ 1 では y 方向にそれぞれ 1 ずれることがあったと考えられる。

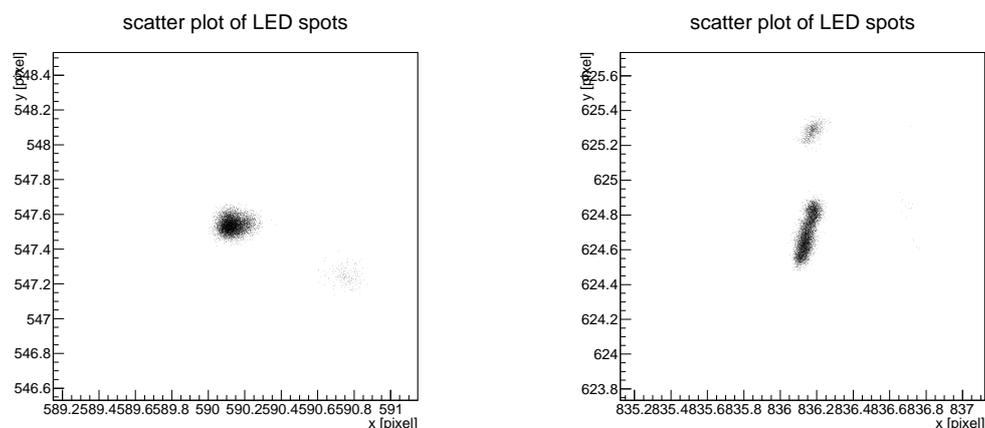


図 5.42: 1 晩画像を撮影し続け、最大値ピクセルの周りの大きさ固定の領域で重心解析した LED 位置。(左) : カメラ 0 による LED 位置。(右) : カメラ 1 による LED 位置。共に大多数の点が集まる領域から離れたところに比較的少数の点群がみられる。バックグラウンドを差し引かなかったことによって解析範囲の変化が位置のジャンプを発生させた。

次にバックグラウンドを一律に解析領域から差し引いて、上と同様の試験を行った。バックグラウンドの値には、解析領域の正方形と同じ大きさで解析領域に隣接する領域の平均値を用いた。また試験のスクリーンの穴を広げ LED の明るさを変更し、絞りと露光時間の値を適宜調整した。

結果は図 5.43 の通り。離散的な模様は消え、0.1 ピクセル程度の範囲に収まっていることがわかる。カメラ 1 の y 軸方向の移動は時間発展によるものであり (図 5.44)、短い時間での決定精度は時間によらない。

5.9 試験構造体の温度による構造変化

改善した解析法を用いて LED の位置をモニターし続け、LED スポットの位置の温度依存性について調べた。LED スポットの位置を変化させる要因として、試験構造体や分割鏡等の温度変化による熱膨張、カメラの CMOS 素子の熱膨張、木材でできたスクリーンの水分による膨張等が考えられる。

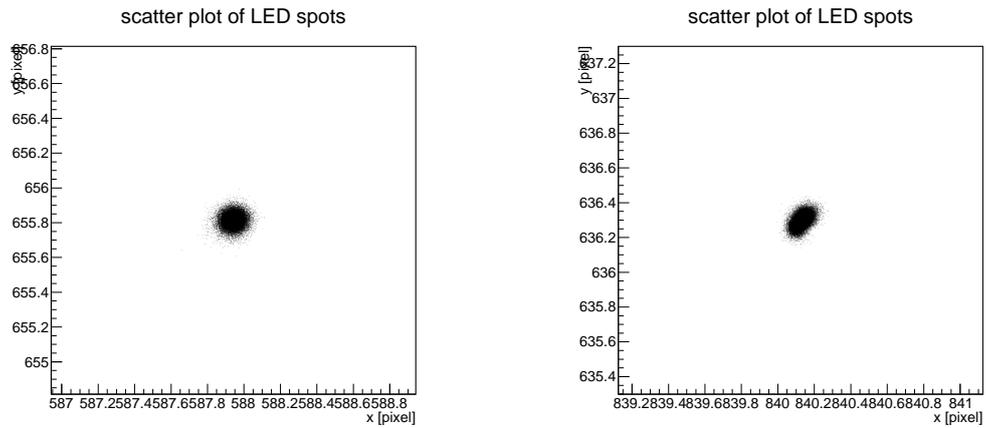


図 5.43: バックグラウンドを差し引いて同様の試験を行った結果 (左) : カメラ 0 による LED 位置。 (右) : カメラ 1 による LED 位置。 離散的なパターンは見られない。

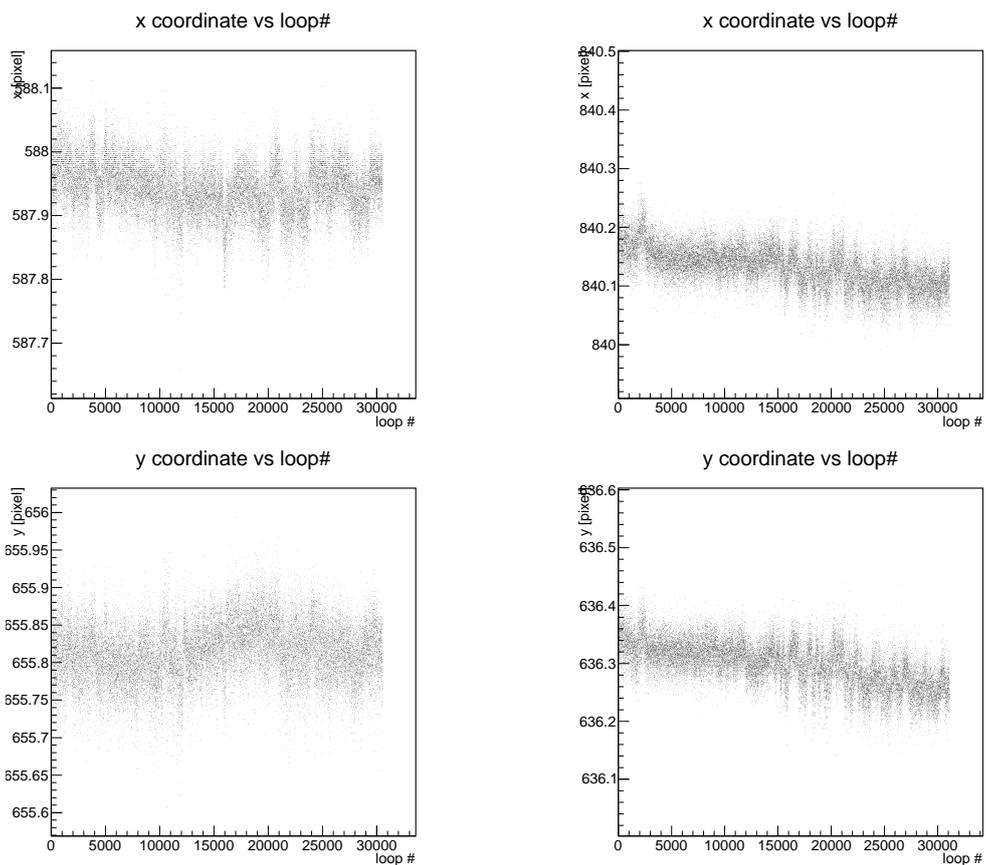


図 5.44: スポット位置の時間発展。合計約 31000 ループは午後 6 時から午前 7 時までの時刻に対応する。時間とともに LED 位置が移動する様子が見える。左上、右上、左下、右下の順にカメラ 0 の x 座標、カメラ 1 の x 座標、カメラ 0 の y 座標、カメラ 1 の y 座標。

図 5.45、5.46 に気温対スポット位置のプロットを示した。12/6,12/7,12/8,12/9,12/18,12/19 の 6 晩について LED 画像を撮り続け、改善した解析法で毎回の画像の位置を記録した。色は各晩のデータを表しており、青、黄、桃、水、緑、紫色のデータがそれぞれ 12/6,12/7,12/8,12/9,12/18,12/19 のデータを表している。縦軸は、スポットの x,y 座標から各晩ごとに 0 におけるおよその x,y 座標を引いている。3 分ごとに記録している電源ボックス傍の屋外温湿度計のデータを用い、ある時刻での温度とその時刻周辺 3 分間の LED 位置の平均をプロットした。スポット位置のエラーは、3 分間計 150 枚の画像の LED 位置の平均値を用いているため、一枚の画像による位置決定精度を 0.1 ピクセルとして、 $0.1/\sqrt{150} \sim 0.01$ ピクセルと見積もることができる。温度計のエラーは仕様書に記載された ± 0.5 を用いている。

プロットから気温とスポットの位置には線形的な相関があると言える。傾きはほぼ一定であるが、cam0,cam1 の y 座標について 12/6-9 と 12/18,19 とで気温による傾きが異なる。12/9 以前と 12/18 以降ではミラー 0、ミラー 1 とともにアクチュエータの長さが異なり、スポットの y 座標の平均値や露光時間に差があったためと考えられるが、現在原因を調査中である。12/8 の 1 晩のデータ（図の桃色の点）について考えると、気温が 10 上がると、カメラ 0 では x 方向に +0.14 ピクセル、 y 方向に -0.06 ピクセル移動し、カメラ 1 では x 方向に +0.25 ピクセル、 y 方向に +0.4 ピクセル移動している。カメラの設置向きと各カメラのピクセルと実際の長さの対応関係から、試験構造体以外全て膨張収縮をしないとすると、10 気温が下がった時の試験構造体の収縮方向と長さは図 5.47 のようになる。cam0 に関して、右手前のコンクリートから伸びる 3m 分の直線チューブの収縮によって分割鏡が引っ張られたとすると、試験構造体の素材であるスチールの線熱膨張率は約 $1.2 \times 10^{-5} [1/K]$ であるので、 $1.2 \times 10^{-5} \times 10[K] \times 3[m] \sim 0.36mm$ の収縮となり、データから得た値と近い値を再現できる。cam1 に関しては右手前、左手前のチューブによる収縮を等しく受けたと考えれば方向の説明はできるが、チューブはせいぜい 5m なので 0.6mm 分の変化しか説明できない。試験構造体の収縮がスポット位置の温度依存性にどれだけ寄与するか確認するために構造計算を行う必要がある。

5.10 試験構造体を用いた分割鏡制御試験—コード改善後—

複数台カメラからの画像取得コード、画像解析コード等のソフトウェアに関する大きな変更を行ってきた。改善した部分をアップデートしたコードを用いて、試験構造体の分割鏡を高精度で制御することが可能か確認した。

試験手順は 5.4.3 節と同様の方法であるが、レーザーの代わりに LED を使用し、カメラの付いている 2 枚の分割鏡を用いて行った。正面右下の分割鏡をミラー 0、右上の分割鏡をミラー 1 と呼ぶことにすると、5.4.3 節の 1-3 それぞれの AMC 操作についてミラー 0、ミラー 1 の順に行った。また、最初の AMC 操作でスポットを動かす範囲を、シミュレーションで想定される最大角の ± 4 分角に対応した 20 ピクセル（35mm レンズの場合。25mm の場合は ± 7 ピクセル）四方とした。

この試験を一晩行った結果を図 5.48、5.49 に示した。ミラー 0,1 共に、1 回目の制御後ですでに要求精度を十分満たしていることがわかる。緑色の要求精度を表す円の半径は、レンズの焦点距離が異なるため、ミラー 0 で約 0.8 ピクセル、ミラー 1 で約 0.6 ピクセル程度である。要求精度を表

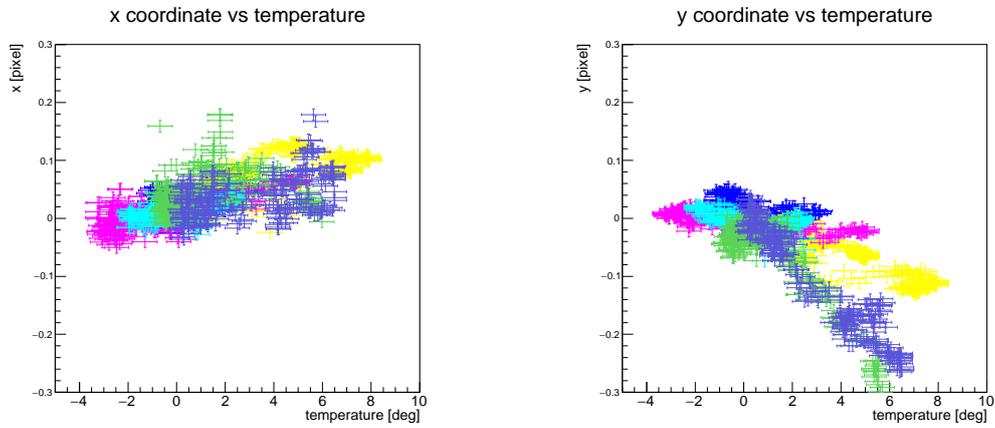


図 5.45: 気温とカメラ 0 の LED スポット位置の関係。2015 年の 12/6,12/7,12/8,12/9,12/18,12/19 の 6 晩のデータのプロットであり、それぞれ青、黄、桃、水、緑、紫色で表されている。(左) : x 軸座標 vs 気温 (右) : y 軸座標 vs 気温

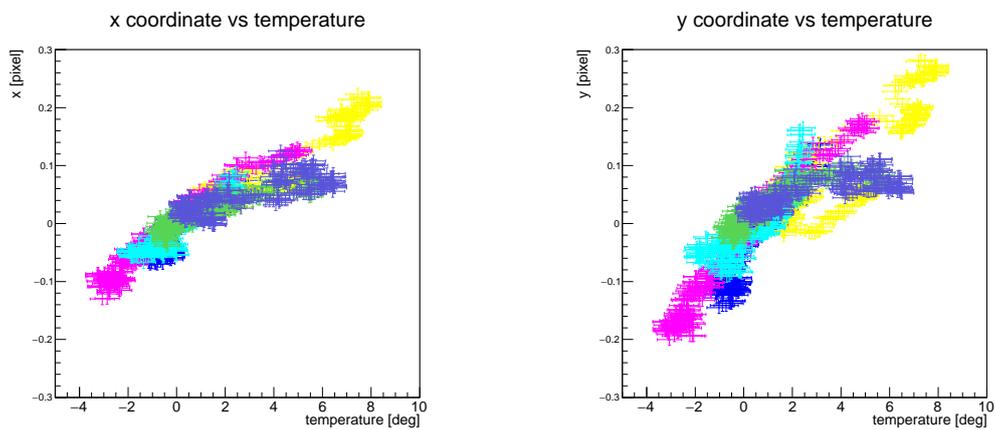


図 5.46: 気温とカメラ 1 の LED スポット位置の関係。2015 年の 12/6,12/7,12/8,12/9,12/18,12/19 の 6 晩のデータのプロットであり、それぞれ青、黄、桃、水、緑、紫色で表されている。(左) : x 軸座標 vs 気温 (右) : y 軸座標 vs 気温

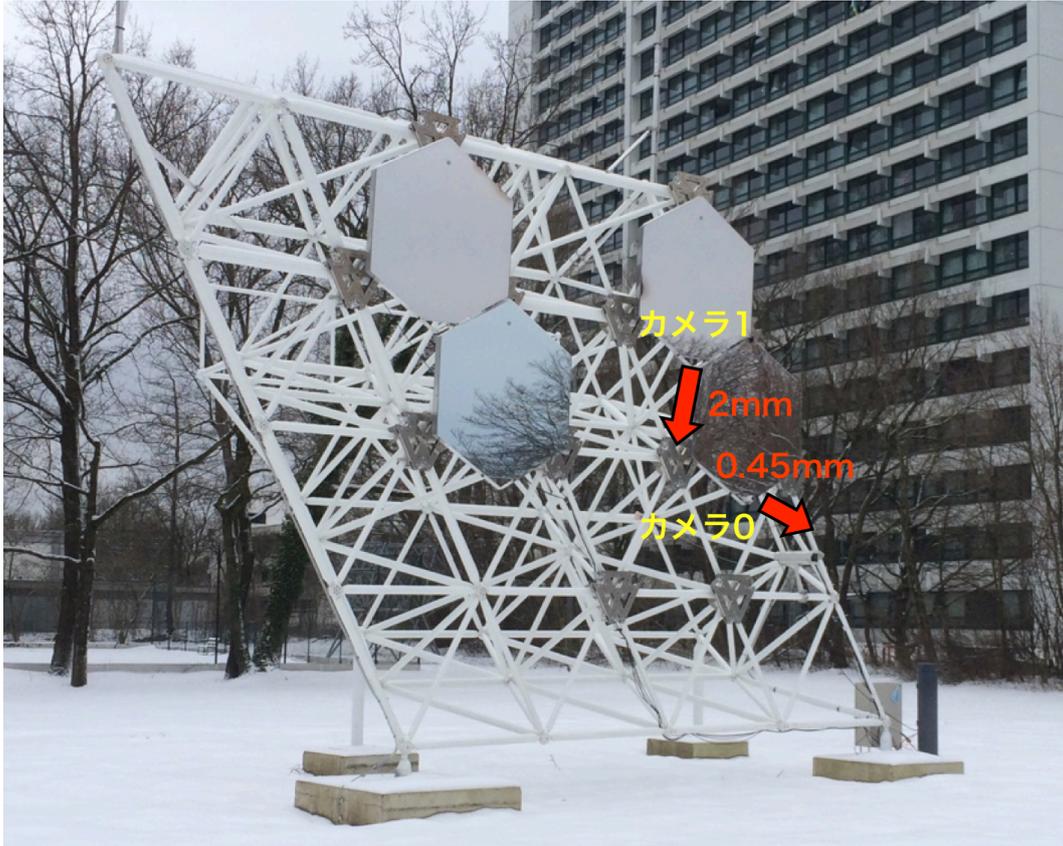


図 5.47: 12/8 の 1 晩について気温が 10℃ 下がった時の試験構造体の収縮方向と収縮量の見積もり。赤矢印は、LED の位置の変化が試験構造体の平面的な変形にのみ依存すると仮定した時の構造体の変形量。下のカメラ (カメラ 0) に対し上のカメラ (カメラ 1) の変化が非常に大きく、チューブの収縮による分割鏡 (カメラ) の移動だけでは説明できない。

すカメラ取得の際にまれに取得できず接続が切れることがあるが、その場合はソフトウェア的にアクチュエータの動作をスキップして、次の AMC 操作で分割鏡を制御する。円の外側に点は存在せず、コードのバグは現在まで現れていない。

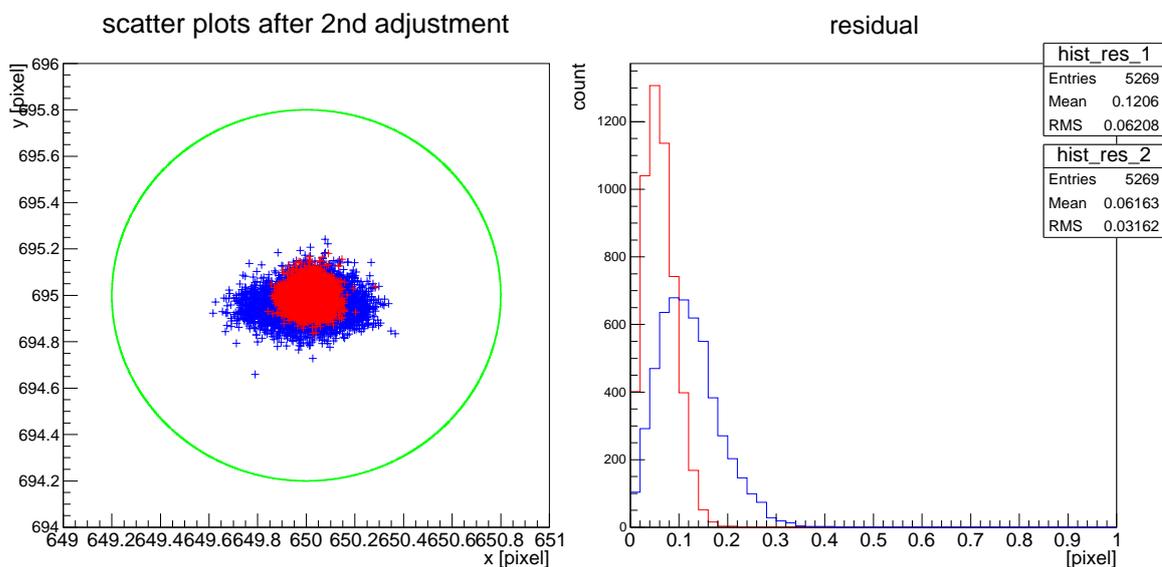


図 5.48: (左) : ミラー 0 方向制御後の LED 位置。 (右) : LED 位置と基準点との距離のヒストグラム。 青色は 1 回目制御後、赤色は 2 回目制御後の位置とずれ、緑円は要求精度に対応している。

また、この試験を 7 晩連続で行い、方向制御の安定性を検証した。結果は図 5.50、図 5.51 の様になった。縦軸は LED の位置と基準点とのずれの平均値を表す。4 晩目にアクチュエータの長さや LED スポットの位置の対応関係をつけるキャリブレーションを再び行い、毎回のキャリブレーションによる精度の差を確認した。

7 日間通して、要求精度を十分満たし安定して制御することができた。図から、それぞれのミラーで 1 回目の補正後は平均約 4 秒角程度、2 回目の補正後は平均約 2 秒角程度で補正できたことがわかる。実験を行った 7 日間に強風の日はなかったため、強風の日にも同じ制御試験を行い精度の確認を行うことが求められる。キャリブレーションの前と後では、後の 4 日のエラーがわずかに増加している。原因としては、片方のアクチュエータによる LED の移動方向がカメラの y(縦) 軸とほぼ平行であるため傾きのエラーが大きい(図 5.52)、キャリブレーション時の天候に霧などの条件の差があった、等考えられる。原因を特定するためには定期的にキャリブレーションを行って精度の変化を見ることが必要である。

7 晩合計で行った、1 回目の補正、2 回目の補正それぞれ約 30000 回の補正のデータを用い、どの程度の確率で 14 秒角の要求精度が満たされないか見積もる。7 晩合計の補正後の目標点とのずれのヒストグラムを図 5.53 に示した。ミラー 0 では 14 秒角はカメラの画角で 0.63 ピクセル、ミラー 1 では 0.45 ピクセルに対応するので、補正後にこの値より大きい確率を求める。図の縦軸は

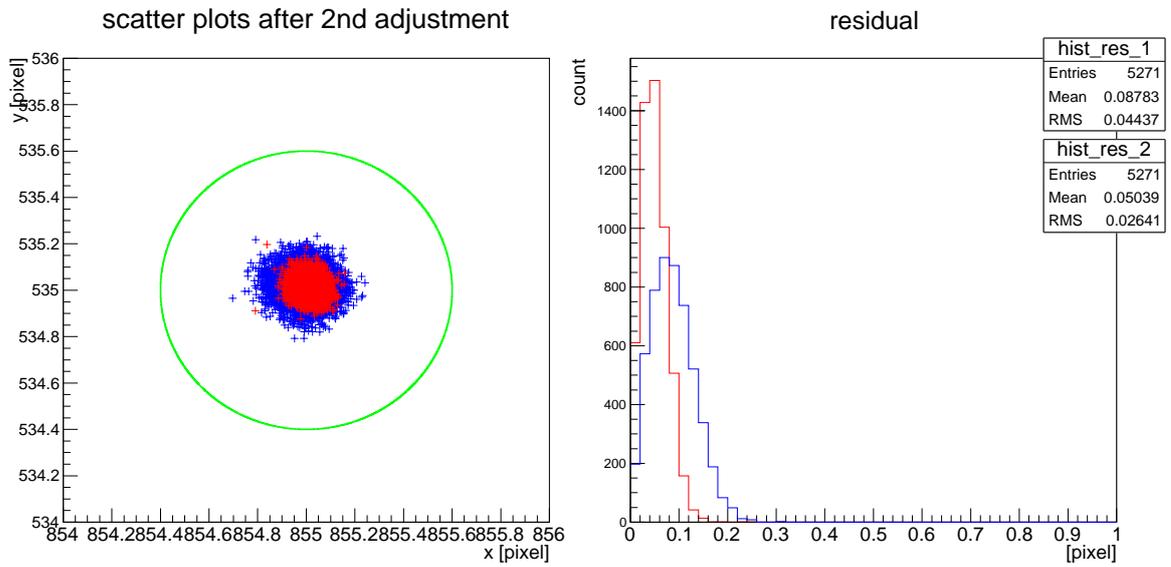


図 5.49: (左) : ミラー 1 方向制御後の LED 位置。 (右) : LED 位置と基準点との距離のヒストグラム。 青色は 1 回目制御後、赤色は 2 回目制御後の位置とずれ、緑円は要求精度に対応している。

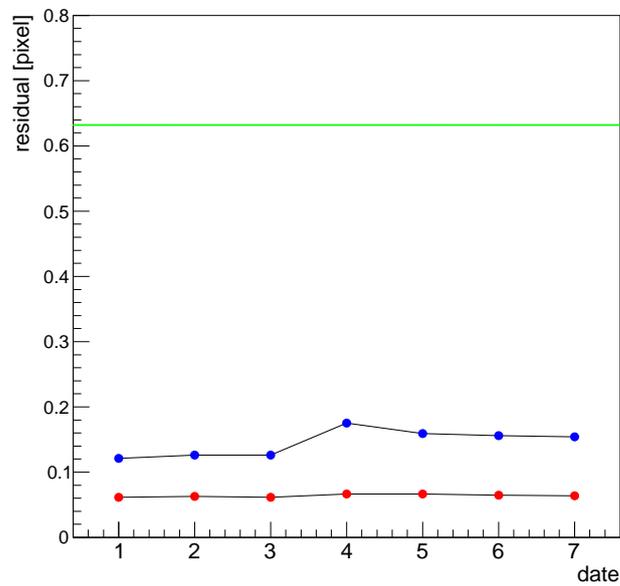


図 5.50: 7 晩連続で分割鏡制御を行った際のミラー 0 の精度の推移図。各晩で補正後の LED スポットと基準点との距離の平均をプロットした。青点が 1 回目補正後の基準点との距離の平均、赤点が 2 回目補正後の基準点との距離の平均、緑線が要求精度 14 秒角の距離を表す。

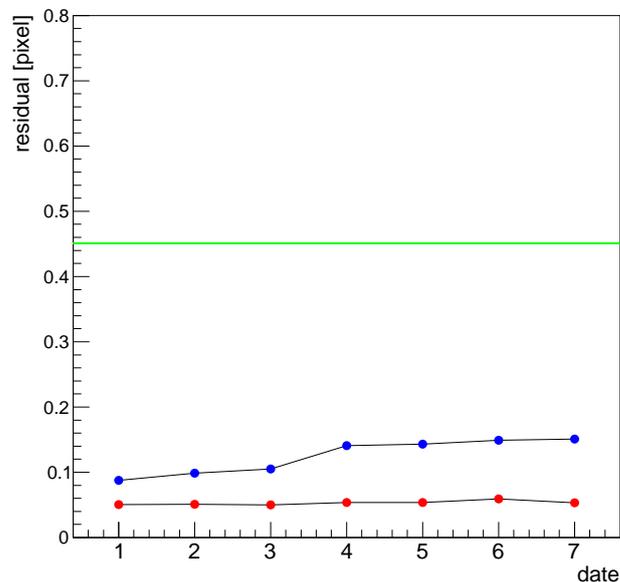


図 5.51: 7 晩連続で分割鏡制御を行った際のミラー 1 の精度の推移図。青点が 1 回目補正後の基準点との距離の平均、赤点が 2 回目補正後の基準点との距離の平均、緑線が要求精度 14 秒角の距離。

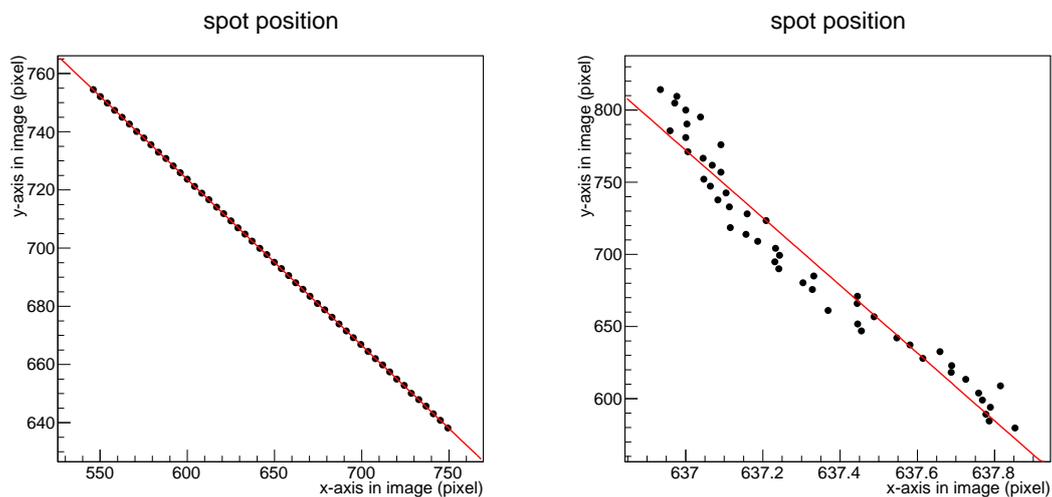


図 5.52: 試験構造体のミラー 0 における、アクチュエータの 1 つを固定しもう一つを 0.5mm ずつ伸縮させた時のカメラ画像上での LED の位置の変化。左は 1 軸フリーのアクチュエータを動かした時、右は 2 軸フリーを動かした時のプロット。2 軸フリーアクチュエータを動かした時の LED の移動方向がほぼカメラの y 軸に平行であるので、フィットの精度が悪く傾きのエラーが大きい。

ログスケールであり 0.2 ピクセル以上ではカウントが直線的に減っているため、ずれが大きい領域での確率が指数関数的に落ちているとすると、ミラー 0 で 0.63 ピクセルを超える個数は 1 回目の補正後で約 12 個、2 回目の補正後で約 $10^{-3} \sim 10^{-4}$ 個、確率にすると 1 回目の補正後で 10^{-4} 、2 回目の補正後で 10^{-9} 程度である。同様にしてミラー 1 では 1 回目の補正後で約 2030 個、2 回目の補正後で約 10^{-3} 個、確率にすると 1 回目の補正後で 10^{-3} 、2 回目の補正後で 10^{-9} 程度である。

LST では天体を追尾している場合高い頻度で補正を行う必要はないが、1 分に 1 度補正を行うとすると、1 晩 10 時間の観測時間を仮定して 1 晩で約 720 回の補正があり、分割鏡 200 枚合計で述べ 10^5 回となる。1 回の補正で 14 秒角以内に補正できない確率を約 10^{-3} とすると分割鏡の枚数に換算して約 0.2 枚であり、平均して 5 回の補正で 1 枚要求精度に達しない分割鏡が出てくる。200 枚のうち 1 枚程度の方向が 14 秒角を少し外れたとしてもポインティングの精度に与える影響はほぼ無視できるので、この割合は十分小さいと言える。また 2 回の補正で 14 秒角に補正できない確率を 10^{-9} とすると 1 晩を通して平均 10^{-4} 枚であり、2 回の補正後には全ての分割鏡がほぼ必ず 14 秒角で補正できると言える。

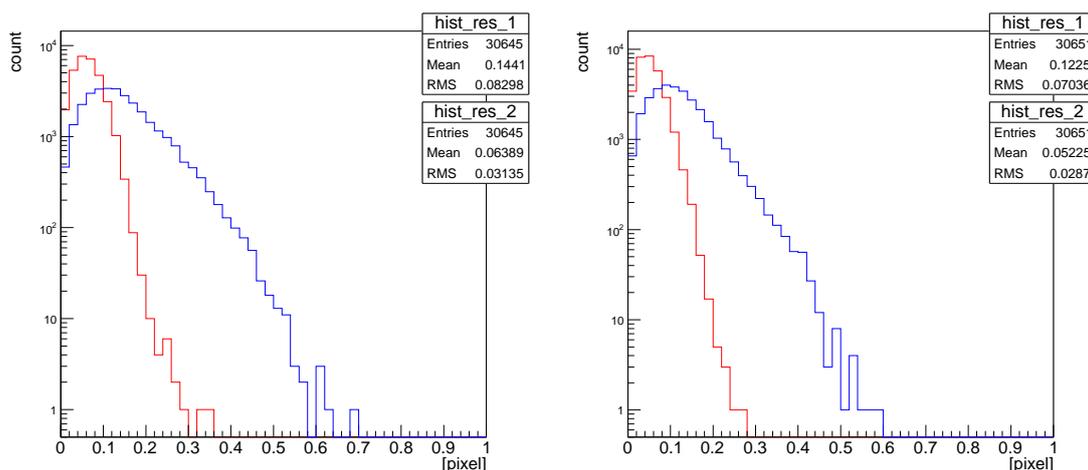


図 5.53: 7 日間全てのデータを用いた、分割鏡方向補正後の LED スポットの目標点との距離のヒストグラム。青のヒストグラムは 1 回目の補正後、赤は 2 回目の補正後を表している。(左) : ミラー 0 の 7 晩のデータ。(右) : ミラー 1 の 7 晩のデータ。

分割鏡制御の精度と同時に制御にかかる時間も測定した。分割鏡の制御時間は、画像取得、画像解析とパラメータ変換、アクチュエータへの動作指示、アクチュエータの動作、のそれぞれにかかる時間の合計である。このうち画像取得、画像解析とパラメータ変換、アクチュエータへの動作指示、の時間について、ある 1 晩のデータを図 5.54 に示した。画像取得にかかる時間 (平均約 0.15 秒) が他の 2 つの操作に比べ非常に長いため、一回の AMC 操作にかかる時間は画像取得とアクチュエータの動作の合計時間と考えて問題ない。その上アクチュエータは同時にいくつでも動作させることができるので、複数台制御するのにかかる時間は画像取得時間 \times (分割鏡枚数) + 1 台のアクチュエータ動作時間と見積もることができる。アクチュエータの動作時間は移動距離による

が、4分角程度のずれならば3秒以内である。よって単純計算で13枚の分割鏡を制御するのにかかる時間は $13 \times 0.15 + 0 \sim 3 = 2 \sim 5$ 秒である。その他アクチュエータの位置確認やカメラのストリームの切断等の操作にそれぞれ合計1-2秒かかるが、制御後に可能であるので制御までの時間に含める必要はない。

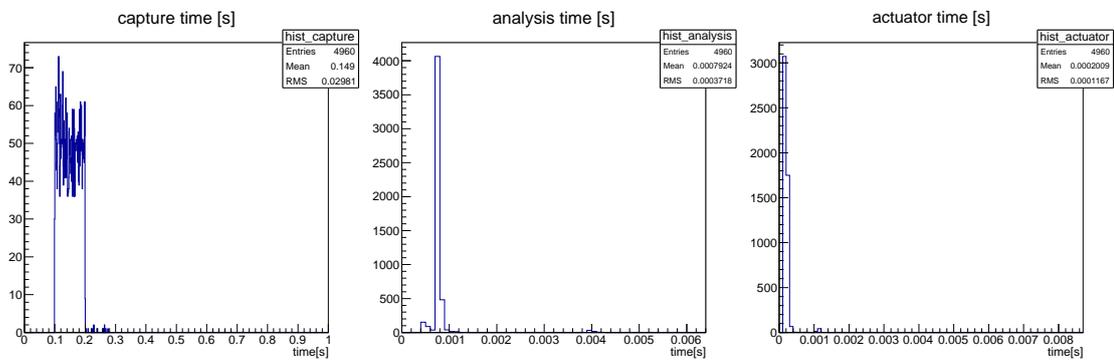


図 5.54: 左から順に、画像取得、画像解析+パラメータ変換、アクチュエータへの動作指示、にそれぞれかかる時間のヒストグラム。画像取得時間に比べ他の2つのパートは非常に短いので無視できる。

第6章 まとめと今後の課題

まとめ

CTA 計画は数 10GeV から数 100TeV の約 4 桁に渡るエネルギー帯において現行の望遠鏡を 1 桁上回る感度で観測する次世代 線望遠鏡である。中でも CTA 大口径望遠鏡 (LST) は 20GeV 以上の比較的低エネルギー帯に高い感度を持つ。LST の構造体は主に分割鏡の重さによって天頂角に依存して歪むため、分割鏡の方向を制御する必要がある。分割鏡の方向制御システムは昨年の段階では適用範囲が限定的でバグが多かったため、本研究ではコードをより実践的なものに改善した。ドイツのマックスプランク物理学研究所 (MPI) に建設された、LST の一部を模した試験構造体を用い、改善したコードの運用試験を行った。結果、一週間を通して安定した分割鏡の方向補正を実現することができ、1 回の補正で平均 4 秒角、2 回の補正で平均約 2 秒角の精度を達成した。また 2 回の補正でほぼ必ず要求精度の範囲内で制御できることがわかった。また 1 つの PC が約 13 枚の分割鏡を制御する予定であるが、13 枚を 1 回ずつ制御するのにかかる時間は最短で約 2 秒と見積もることができた。この時間に望遠鏡ドライブシステムが GRB の発生時等方向を変更するのに要する時間を加えて GRB を観測するまでにかかる時間ということになる。

アクチュエータと PC は無線を用いて通信するが、無線通信は構造体のチューブの遮蔽等によって不安定になる可能性があるため、試験構造体を用いた無線通信のモニターを行った。結果最適なアンテナの方向と位置を決めることによって、接続切れの可能性がなく十分安定して通信できることを確かめた。

また、試験構造体の分割鏡に固定したカメラで、地面に固定されたスクリーンの LED を 1 晩通じて撮影することで、LED の位置のずれから用いて試験構造体の構造変化の温度変化による変形を概算し、分割鏡平面方向の変形を仮定して最大 2mm 程度変形していることがわかった。

今後の課題

より長期的な (数ヶ月にわたる) 試験構造体を用いた制御試験を行い制御の安定さや強風時の精度を確認する、GRB が発生し望遠鏡全体の方向が変化した後に残る望遠鏡の振動を考慮した制御を開発する、試験構造体の熱膨張を構造計算によって求める、等がある。

今回の試験構造体を用いた AMC 試験は 1 週間という短い期間で行い、期間中の天候は良好だったため、雨天時や強風の環境下で試験を行う必要がある。特に強風時には自重の数倍の力が分割鏡に働くことがシミュレーション結果によって示されているため、補正精度が悪くなることが予想される。

分割鏡の運用モードには天体を追尾する通常のモードと GRB が発生した時に向きを大きく変えるモードの 2 種類あるが、GRB モードの際は望遠鏡を高速で回転させるため、回転後大きな振動が残り、回転直後は強風の場合と同様分割鏡の方向補正精度が悪くなる。しかし振動のパターンはシミュレーションによって予想可能であるため、振動パターンを考慮した補正を可能とするコードを作成することが求められる。構造体の振動シミュレーションを行っている CTA メンバーに連絡を取り、振動データ等を頂き、それをもとに開発を始めていく予定である。GRB は未だに IACT によって検出されていない天体现象であるため、この課題は重要であると個人的に考えている。

今回試験構造体の変形量を見積もったが、構造体の平面内の変形を仮定した。実際は望遠鏡の方向も変わるはずなので、AutoCAD 等のシミュレーションソフトを用いて構造体の変形量を算出し、今回見積もった変形量が妥当な値であるか確認する必要がある。

また、無線通信のためのアンテナ配置や AMC システムに用いるスポット解析法の最適化を行うために、より実際の LST に近い環境で試験を行う必要がある。無線通信は反射吸収の影響を考えると実際の LST に取り付けられた状態でアンテナ位置と方向の最適化を行うことがベストであり、スポット解析法も現地のバックグラウンドが MPI とおそらく異なり、参照光としてレーザーを用いるので、現地で最適化を再び行う必要がある。

AMC システムに用いるハードウェアについても現地で実際に確認することが求められる。今回開発した AMC は、電源供給システム、ボード PC、ネットワークスイッチ、アクチュエーター、CMOS カメラ、電源ケーブル、ネットワークケーブル等、多数のエレメントからなる。どのエレメントが故障しても、望遠鏡の運用に障害をきたす。それぞれの耐久性、耐候性の高いものが選択されているが、実際に大口径望遠鏡 1 号基に実装し、テストしてみる必要がある。

付録 A チェレンコフ放射の最低エネルギー

チェレンコフ光は媒質中の光速を超える荷電粒子によってのみ放射される。ここでは大気中におけるチェレンコフ光を放射するための荷電粒子の最低エネルギーを算出する。

大気中での光速は真空中の光速 c 、大気の屈折率 n を用いて c/n と表されるので、荷電粒子の速度 v とすると、チェレンコフ光放射の条件は

$$v > \frac{c}{n} \quad (\text{A.1})$$

となる。 γ ファクター

$$\gamma = \frac{1}{\sqrt{1 - (\frac{v}{c})^2}} \quad (\text{A.2})$$

を用いて変形すると、条件は

$$\gamma > \frac{n}{\sqrt{n^2 - 1}} \quad (\text{A.3})$$

と変形できる。 n は光の波長、大気圧、温度、湿度に依存するが、気温 20 の大気圧下において可視光で約 1.0003 である。 $n = 1 + \alpha$ とおくと $\alpha \ll 1$ とみなせるため、 γ の最小値は

$$\gamma_{thres} = \frac{1 + \alpha}{\sqrt{\alpha^2 + 2\alpha}} \sim \frac{1}{\sqrt{2\alpha}} \quad (\text{A.4})$$

と近似できる。地上における値 $\alpha \sim 3 \times 10^{-4}$ を代入すると、 γ の最小値

$$\gamma_{thres} \sim 40 \quad (\text{A.5})$$

が得られ、静止質量の約 40 倍のエネルギーが必要であることがわかる。表 A.1 に数種類の荷電粒子について地上におけるチェレンコフ放射の最低エネルギーを示す。シャワーの過程で生成されるのは主に電子陽電子であり、最低エネルギーである 20MeV に比べ入射線のエネルギーが十分高い場合、シャワーが大きく発達し地上において有意にチェレンコフ光を検出することができる。

粒子	静止質量	最低エネルギー
e^-, e^+	0.511 MeV	20 MeV
μ^-, μ^+	106 MeV	4 GeV
p	938 MeV	40GeV

表 A.1: 荷電粒子の静止質量とチェレンコフ放射の最低エネルギー

付録B アクチュエータの低温環境での動作試験

AMCシステムの各デバイスの低温における動作

CTA が建設される予定のラパルマ島ロケムチャチョス天文台は標高 2000m 以上の高地に位置するため寒冷な気候であり、特に冬になると気温が 0 を大きく下回る事がある。そこで LST の要求仕様では -20 以上で耐久すること、-15 以上で観測することが求められている。

AMCシステムの各デバイスも低温環境で正確に動作することが要求される。最も重要な制御 PC は電源ボックスに収納されており、変圧器や PC 自身の熱のためボックス内部の温度は気温より高く、PC が 0 以下で動作する状況はほぼ起きない。試験構造体の電源ボックスの内部温度と外部の温度の比較図を図 B.1 に示した。

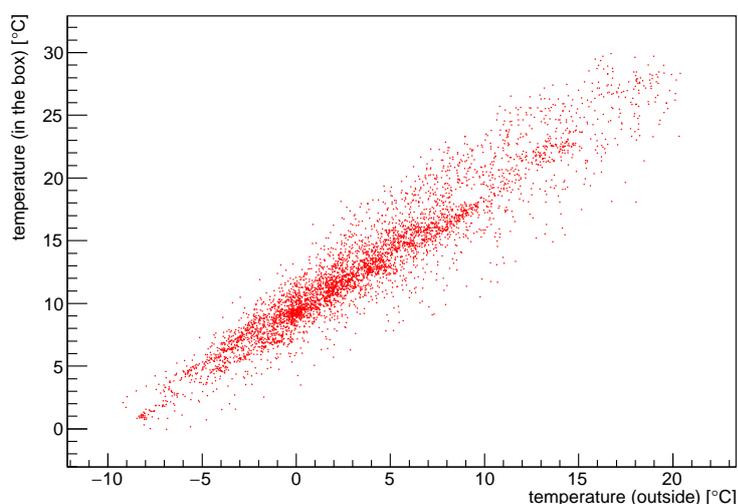


図 B.1: 試験構造体の電源ボックス内部と外部の温度の比較。15 分おきに温度計の読みを記録し、2015 年 11 月から約 2 ヶ月半のデータをプロットした。横軸がボックス外部の地面から 10cm ほどの高さに置いた温度計による温度、縦軸がボックス内部の温度計による温度。

低温環境によって起こり得る AMC システムの問題点は、シールド等に覆われず外気に晒されているアクチュエータ、XBee、ケーブル等に関連したものが考えられる。このうち XBee については動作温度が -40 以上でありボックス外部で動作させても規格上問題無く、実際に試験構造体を用いた約 1 年間のモニター期間に低温が原因と思われる XBee 同士の通信の接続切れは一度もなかつ

たため、-20 程度の低温においても正常に動作すると考えられる。

アクチュエータについても試験構造体を用いて低温における動作を確認したが、指示した長さとは異なる長さにアクチュエータが落ち着くという不具合が発生することがあった。この現象の詳細を確認するため、宇宙線研究所にて冷凍庫の中で十分冷やしたアクチュエータを用いた動作確認試験を行った。

冷凍庫を用いたアクチュエータ動作確認試験

試験には2つのアクチュエータ(シリアル番号 C0428,C0432)を用いた。2つのアクチュエータについて共に冷凍庫内(約-20)、実験室(室温)それぞれの条件で同じ測定を行った。冷凍庫に入れたアクチュエータは1時間以上放置してから測定を開始した。測定の手順は以下の通りである。

1. アクチュエータの可動域の限界より少し短い範囲を選択する。(今回は5mm から 32mm)
2. アクチュエータを範囲の最も短い長さに縮める。
3. 反対側の端に到着するまで約 $16\mu\text{m}$ ($4/256\text{ mm}$) 刻みでアクチュエータを伸ばし続ける。
4. 到着した後、反対に元の長さまで同じ刻み幅でアクチュエータを縮め続ける。

この往復運動を各条件ごとに3往復行った。アクチュエータを伸縮させる度に指示した長さの値とアクチュエータ内のセンサーが返す長さの値を比較し、アクチュエータが指示した長さに正しく伸縮するかどうか確認した。

冷凍庫内での試験結果は図 B.2 のようになった。横軸の P コマンドはアクチュエータに指示するコマンドであり、横軸は指示した長さを表す。縦軸の p コマンドはセンサーによるアクチュエータの長さを返すコマンドであり、縦軸はセンサーの読みによる長さを表す。アクチュエータが正しく動作すれば $y = x$ の直線付近に全てのデータ点が存在する。

左図は C0428、右図は C0432 のそれぞれ3往復分のデータである。C0428 は正しく動作したことがわかるが、C0432 では指示した位置とセンサーが返す値が異なり、10mm 前後と 20mm 以上の長さで動作せずスタックした。

原因は低温によってアクチュエータの内部の接触がきつくなったことによると考えられる。ナットがスピンドルにねじ込まれる原理でアクチュエータの伸縮が実現されており、一般的に温度の低下に伴ってナットの締め付けが硬くなるのと同様の現象がアクチュエータの内部でも起きている可能性がある。

また、C0432 では伸縮時間の記録や動いた時に出す音から判断して 20mm 以上を指示した時にはアクチュエータは全く動いていなかった。この時センサーの読みは毎回同じになるはずだが、時々センサーの読みの値がちょうど 1mm ずれて図のような二重線の構造が見える。この構造はアクチュエータが全く動かない時に起き、スタックと関連があると考えられる。

この問題のより詳細な理解と解決には、より多くのアクチュエータを用いて同様の試験を行う、-20と室温以外の温度で測定する、アクチュエータを伸縮させる刻み幅を変更して測定する、などの条件を変えた測定が必要であり、順次行っていく予定である。

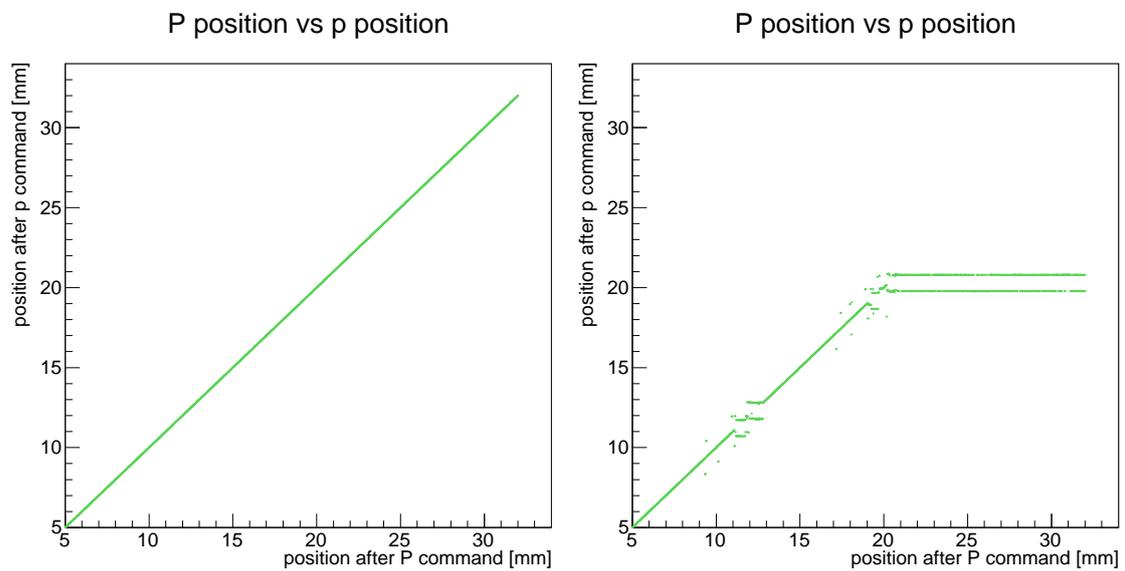


図 B.2: 宇宙線研究所の冷凍庫に静置したアクチュエータの動作確認プロット。

謝辞

本論文を作成するにあたってたくさんの方々に大変お世話になりました。

宇宙線研究所のスタッフの皆様には普段から議論を通じて様々なことを教えていただきました。手嶋政廣教授は大学院入学当初の右も左もわからない僕に対して AMC や PC の作成などのテーマを与えてくださり、現在に至るまで手厚く面倒をみて下さいました。また毎週の progress report では鋭い指摘をしていただき、問題に対して原因を突き止めるアプローチの仕方や、どのプロットに対しても自分なりに解釈する姿勢を学ぶことができました。林田将明特任助教授には日頃から進捗状況を気にかけてくださり、データの記録やプロットの作成など研究する上で重要なことを基礎から教えて下さいました。頻繁な質問にも毎回気さくに回答していただき、この2年間で様々な知識を得ることができました。Daniel Mazin 助教授は progress report の際次に行うべき研究や詰めの甘い点を的確に指摘して下さいました。また、MAGIC 望遠鏡のデータ解析手法から英語での仕事報告の方法まで幅広くわかりやすく教えて下さいました。中嶋大輔特任助教授は実験に関する知識を基礎から粘り強く教えてくださり、ハード、ソフトに関する知識を大学院入学当初とは比べものにならないほど深めることができました。Daniela hadasch 特任研究員には MAGIC の解析の際に何度も質問させていただき、その度にわかりやすく教えていただきました。また仕事が思うように進まないときには何度も励ましていただきました。吉越貴紀准教授は研究に役立つ優しくも厳しいアドバイスをくださりました。大石理子助教授には論文提出の直前でしたがモンテカルロシミュレーションの質問をさせていただいた時に素早く対応していただき、今後様々な場面で活用する事になるシミュレーションの第一歩を踏み出すことができました。

本論文の研究において MPI の野田浩司研究員には大変お世話になりました。CMOS カメラの設置、アンテナの設置や防水対策、LED の設置や穴あけ、温湿度計、風向風速計の設置と読み出し等、試験構造体のハード変更についての大部分を現地に行けない僕の代わりに行っていただきました。また仕事の進め方や他の研究者とのコミュニケーションの取り方、物事の頼み方など研究者として仕事をする上での基本的なことを教えていただきました。今回の結果は野田さんの力なしには得られませんでした。

宇宙線研 CTA グループの学生の皆さんにも大変お世話になりました。昨年卒業された小島拓実さんには AMC の仕事の面白さを教えていただき、わからないところも粘り強く教えて下さいました。同じく僕の1年先輩にあたる石尾一馬さん、高橋光成さん、荻野桃子さんはみなさん話しかけやすく、物理においても物理以外においても勉強になる場面が多くありました。1年後輩の稲田知大くん、岩村由樹さん、加藤翔くんからは質問を受けることが多かったのですが、いい質問で僕が答えられないことも多く、僕のいい勉強になりました。

その MPI への出張の際にお世話になった遠山さん、井上進さん、内藤さん、CTA-Japan グループのメンバーの皆様、宇宙線研の高エネルギー天体グループの皆様、等数え切れないほど多くの

方々に多くのことを学び、刺激をいただきました。ありがとうございました。

参考文献

- [1] TeVCat. <http://tevcat.uchicago.edu>
- [2] F. Aharonian, HESS collaboration, et al. Primary particle acceleration above 100 TeV in the shell-type supernova remnant RX J1713.7-3946 with deep HESS observations *A&A*, 464 pp. 235-243, 2007
- [3] Felix A. Aharonian. Gamma rays from supernova remnants. *Astroparticle Physics*, Volume 43, 71-80, March 2013.
- [4] The MAGIC Collaboration. Observation of Pulsed γ -Rays Above 25 GeV from the Crab Pulsar with MAGIC. *Science* Vol. 322 no. 5905 pp. 1221-1224, 2008
- [5] J. Aleksic et al. Observations of the Crab Pulsar between 25 and 100 GeV with the MAGIC I Telescope. *ApJ*, 742 p43, 2011
- [6] C.M. Urry and P. Padovani. Unified Schemes for Radio Sources. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 107, 803, 1995.
- [7] J. Albert et al. Observations of Mkn 421 with the MAGIC Telescope. *ApJ*, 663, 125-138, 2007.
- [8] M. Ackermann et al. Fermi-LAT Observations of the Gamma-Ray Burst GRB 130427A. *Science* 343, 42, 2014
- [9] P. Mezaros. Gamma-Ray Bursts: Accumulating Afterglow Implications, Progenitor Clues, and Prospects. *Science* 5 Vol. 291 no. 5501 pp. 79-84 , 2001.
- [10] W. S. Paciesas et al., *Astrophys. J. Suppl.* 122, 465, 1999.
- [11] Briggs et al. Observations of GRB 990123 by the Compton Gamma Ray Observatory. *The Astrophysical Journal*, 524:82-91, 1999
- [12] 井上一・小山勝二・高橋忠幸・水本好彦 [編]. シリーズ現代の天文学 第17巻 宇宙の観測 III ー高エネルギー天文学. 2007.
- [13] Igor Oya Vallejo. Observations of Active Galactic Nuclei with the MAGIC Telescope. PhD thesis, Departamento de Fisica Atomica, Molecular y Nuclear Universidad Complutense de Madrid, 2010.
- [14] Abelardo Moralejo Olaizola. slides for MAGIC Software School. 2015.

- [15] Malcolm S. Longair. High Energy Astrophysics Third Edition. 2011.
- [16] Marcel C. Strzys. slides for MAGIC Software School. 2015.
- [17] A.M.Hillas, Evolution of ground-based gamma-ray astronomy from the early days to the Cherenkov Telescope Arrays. Astroparticle Physics, Volume 43, 19-43, March 2013.
- [18] T. C. Weekes, M. F. Cawley, D. J. Fegan, K. G. Gibbs, A. M. Hillas, P. W. Kowk, R. C. Lamb, D. A. Lewis, D. Macomb, N. A. Porter, P. T. Reynolds, and G. Vacanti. Observation of TeV gamma rays from the Crab nebula using the atmospheric Cerenkov imaging technique. ApJ, 342:379-395, July 1989.
- [19] MAGIC website <https://magic.mpp.mpg.de>
- [20] H.E.S.S. website <https://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/>
- [21] VERITAS website <http://veritas.sao.arizona.edu>
- [22] CTA Consortium & 東京大学宇宙線研究所. Cherenkov Telescope Array 計画書. 2014.
- [23] B.S. Acharya, M. Actis, T. Aghajani, G. Agnetta, J. Aguilar, F. Aharonian, M. Ajello, A. Akhperjanian, M. Alcubierre, J. Aleksic, R. Alfaro, E. Aliu, A.J. Allafort, D. Allan, I. Allekotte, E. Amato, J. Anderson, E.O. Anguener, L.A. Antonelli, P. Antoranz, A. Aravantinos, et al. Introducing the CTA concept. Astroparticle Physics, Volume 43, 5-18, March 2013.
- [24] John M Davies and Eugene S Cotton. Design of the quartermaster solar furnace. Solar Energy, Vol. 1, No. 2, pp. 16-22, 1957.
- [25] CTA Consortium. Cherenkov Telescope Array 計画書. 2010.
- [26] G. Ambrosi et al. Baseline Design Document for Large Size Telescopes Rev. 2b. March 2013.
- [27] 馬場浩則. 修士論文. 茨城大学, 2014
- [28] 小野祥弥. 日本物理学会秋季大会, 2015
- [29] A. Biland, M. Garzarczyk, H. Anderhub, V. Danielyan, D. Hakobyan, E. Lorenz, R. Mirzoyan for the MAGIC Collaboration. The Active Mirror Control of the MAGIC Telescope. arXiv:0709.1574, 2007
- [30] 青木貞雄. 光学入門. 共立出版, 2002
- [31] Digi International Inc. XBee/XBee-Pro RF Modules Product Manual v1.xEx - 802.15.4 Protocol. 共立出版, 2011