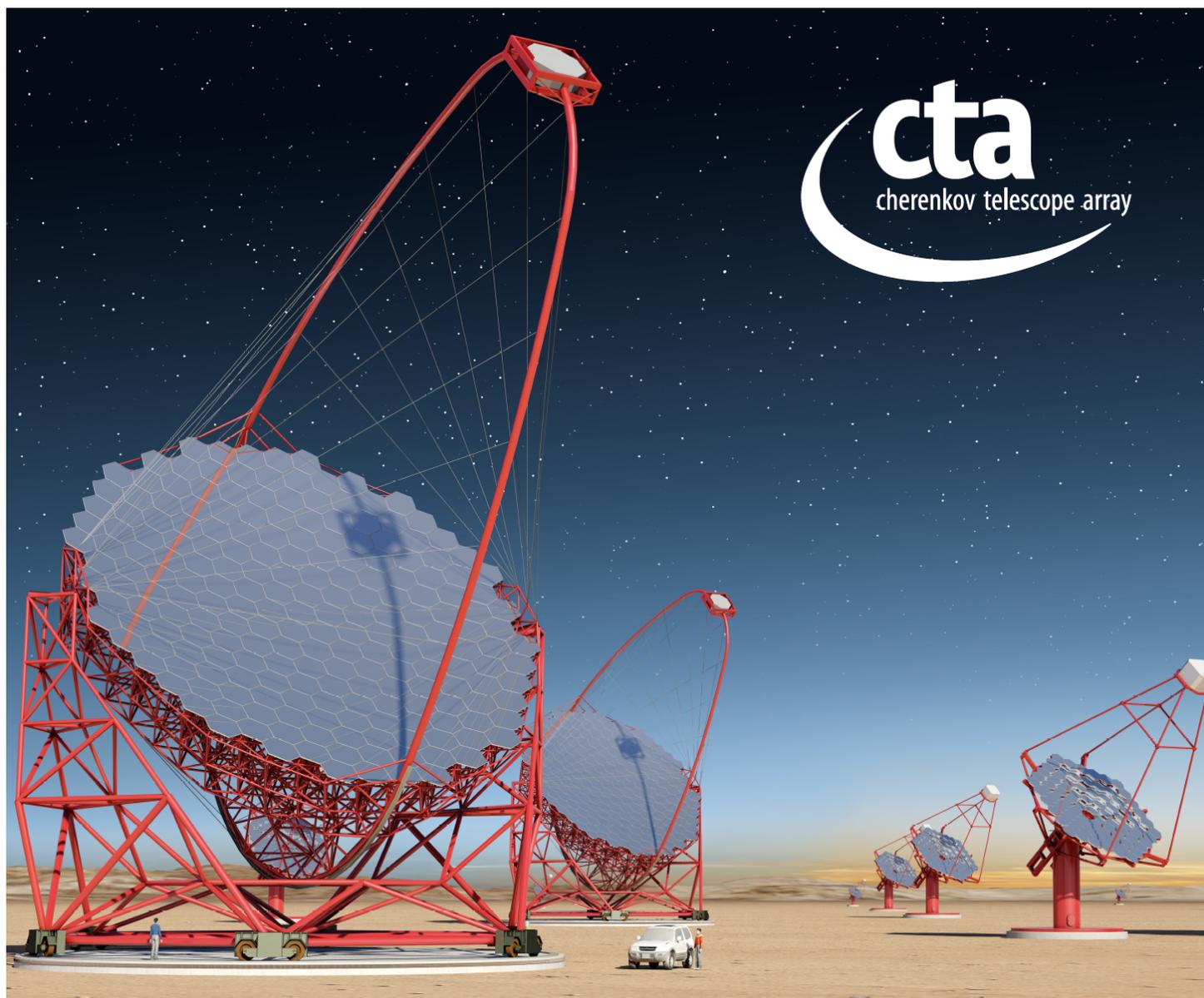


Cherenkov Telescope Array 計画書



2014年7月15日

CTA-Japan Consortium
東京大学宇宙線研究所

Cherenkov Telescope Array 計画書

2014年7月15日

CTA-Japan Consortium
東京大学宇宙線研究所

執筆、編集:

CTA-Japan コンソーシアム

<http://www.cta-observatory.jp>

連絡先:

手嶋 政廣 (東京大学宇宙線研究所)

戸谷 友則 (東京大学理学系研究科)

窪 秀利 (京都大学理学研究科)

目次

1. はじめに	001
2. CTA が狙うサイエンス	008
2.1. 宇宙線の起源	008
2.1.1. 超新星残骸	008
2.1.2. パルサー	014
2.1.3. White Dwarf Pulsar (白色矮星パルサー)	019
2.1.4. パルサー星雲	022
2.1.5. 連星	025
2.1.6. 天の川銀河の中心領域	029
2.1.7. 拡散ガンマ線	032
2.1.8. 銀河系内サーベイ	035
2.1.9. スターバースト銀河	038
2.1.10. 銀河団	042
2.2. ブラックホール、宇宙ジェット、宇宙論	045
2.2.1. ガンマ線バースト	045
2.2.2. 活動銀河核	052
2.2.3. 宇宙背景光と宇宙論	058
2.2.4. 銀河系外サーベイ	060
2.3. 基礎物理	063
2.3.1. ダークマター探査	063
2.3.2. 相対論の検証	067
2.4. 多粒子観測と CTA	071
2.4.1. X線観測と CTA	071
2.4.2. フェルミガンマ線宇宙望遠鏡と CTA	074
2.4.3. ニュートリノと CTA	078
2.4.4. 宇宙線と CTA	081
2.4.5. 重力波と CTA	084

3. CTA 計画概要	087
3.1. 概要、CTA Concept	087
3.1.1. イメージングチェレンコフ技術	090
3.1.2. CTA 諸元	095
3.2 望遠鏡デザイン、パラメーター、望遠鏡配置	099
3.2.1. 大口径望遠鏡	099
3.2.2. 大口径望遠鏡構造	101
3.2.3. 大口径望遠鏡マウントシステム	102
3.2.4. 大口径望遠鏡ミラー支持構造	105
3.2.5. 大口径望遠鏡ファウンデーション	112
3.2.6. 大口径望遠鏡カメラアクセスタワー	114
3.2.7. 中口径望遠鏡	116
3.2.8. 小口径望遠鏡	117
3.2.9. 望遠鏡配置	123
3.3. モンテカルロシミュレーションによる性能評価	124
3.3.1. MC-WP の役割	124
3.3.2. シミュレーションの概要	125
3.3.3. 初期の性能評価	126
3.3.4. 観測サイトの評価	128
3.3.4. 今後の活動	130
3.4. サイト	131
3.5. 光学系システム	132
3.5.1. 分割鏡	132
3.5.2. 能動的ミラー制御システム(Active Mirror Control)	133
3.6. 光検出器	134
3.7. エレクトロニクス	137
3.7.1. Flash ADC 方式	137
3.7.2. アナログメモリサンプリング方式	138
3.7.3. 各望遠鏡カメラのエレクトロニクス	139
3.7.4. トリガー生成及びデータ転送	140
3.7.5. 望遠鏡間の時刻配信	142
3.8. CTA オペレーション・データセンター	144

3.9. CTA タイムラインと合意形成の過程	146
3.10. EU・米国でのコミュニティー、政府機関からの推薦	148
4. 日本の貢献	151
4.1. CTA-Japan の戦略	151
4.2. 理論	156
4.3. モンテカルロシミュレーション	158
4.3.1. CTA-Japan MC チーム	158
4.3.2. CTA-Japan MC チームの貢献	158
4.3.3. 今後の活動	163
4.4. ミラー・光学素子	164
4.4.1. 分割鏡	164
4.4.2. 能動的ミラー制御システム	167
4.4.3. 大口径望遠鏡カメラ窓	168
4.4.4. ライトガイド	169
4.5. 光検出器モジュール	172
4.6. エレクトロニクス	178
4.7. データ収集システム	183
4.8. 望遠鏡高速ドライブ用フライホイール電源	185
4.9. 国内データセンター	187
4.10. 建設予算・運営費	189
5. CTA 組織	192
5.1. CTA 全体組織、参加研究機関	192
5.2. CTA 運営組織	199
5.3. CTA LST Project 運営組織	200
5.4. CTA-Japan の組織	201
Appendix	206

1. はじめに

宇宙は様々な高エネルギー現象に満ちている。長い間、人類が宇宙を観測する手段は目で感じることができる可視光領域に限られてきた。人類が初めて、可視光より高エネルギーの電磁波（光子）であるX線で宇宙を観測するまでは、人類の持つ宇宙のイメージは静的なものであった。しかしX線天文学が発展するにつれて、宇宙にはX線を放射するような高温のガスや、人類が作る巨大な加速器でも到底及ばないような超高エネルギー粒子を伴う様々な天文現象が存在することが明らかになった。それらの中には短時間の激しい時間変動を示すものやバースト的な爆発現象もある。また、地球上に降り注ぐ高エネルギー粒子である宇宙線の起源と思われる天体現象も浮かび上がってきた。

その後、人類が高エネルギー宇宙を見る目は、X線よりさらにエネルギーの高いガンマ線領域にまで延びることになった。ガンマ線のエネルギーは電子ボルト(eV)で表すが、0.1~30ギガ電子ボルト(GeV=eVの10億倍)程度のガンマ線は人工衛星を用いて観測が行われている。可視光線のエネルギーは約1eV程度なので、可視光線よりも約10億倍も高いエネルギーの光子で宇宙を観測していることになる。2008年に打ち上げられた最新のフェルミガンマ線宇宙望遠鏡[1]では1800を超える天体を検出した。前世代のコンプトン衛星 EGRET 検出器[2]では全天でたかだか数100程度の天体数であったのに比べれば、劇的な質と量の増大である。これにより既知ガンマ線天体のより詳細かつ大統計の研究や、新種のガンマ線源の発見が続いている。過去五年間、ガンマ線だけでなく、X線や電波を含めた高エネルギー宇宙物理学全般を強力に牽引してきたのはフェルミであると言って過言ではない。

一方、数10 GeVからテラ電子ボルト(TeV=1eVの1兆倍)にわたる超高エネルギー(very high energy, 以下 VHE)領域のガンマ線の天体観測は、人工衛星ではなく地上に設置されたチェレンコフ望遠鏡によって行われている。このぐらいエネルギーの高いガンマ線粒子が宇宙から到来すると、地球の大気と反応して数多くの粒子を生み出す(大気シャワーと呼ばれる)。これらの粒子が大気中をほぼ光速で伝搬する際に発するのがチェレンコフ光と呼ばれる可視・紫外線域の電磁波である。地上チェレンコフ望遠鏡は、天体からのガンマ線を空気シャワーのチェレンコフ光の形で間接的に観測する装置である。その歴史は、1989年のWhipple望遠鏡によるカニ星雲からのガンマ線検出[3]に始まるが、その後の技術的発展にともない、現在ではステレオ観測技術、高感度光センサー、超高速電子回路などのハイテク技術を武器にした新しい世代の地上ガンマ線望遠鏡 H.E.S.S.[4]、MAGIC[5]、VERITAS[6]が、高エネルギーガンマ線天文学を牽引している。現在、銀河系内、銀河系外に、多種多様な100を超える高エネルギーガンマ

線が発見されている[8]。TeV ガンマ線は現在、電波からガンマ線に至る電磁波を用いた人類の宇宙観測の高エネルギー側のフロンティアとなっている。

一方で、新しい観測は常に新しい謎を生み出してきた。現在最先端のフェルミや現行の地上チェレンコフ望遠鏡でも続々と新種の天体からのガンマ線が発見されたことからわかるように、宇宙にはまだ我々の観測感度不足により発見されていない未知の高エネルギー現象で満ちているはずである。また、宇宙線の起源や粒子加速の物理メカニズムなど、長年の謎として残されている問題もある。こうした問題に観測的に迫るには、さらに数多くの天体の高感度観測が不可欠である。さらに、ガンマ線天文学は暗黒物質粒子の対消滅ガンマ線の探索や、量子重力理論の検証などに代表されるように、宇宙論の重要未解決問題や基礎物理学法則の検証にも重大な貢献をする可能性を秘めている。こうした重要な科学的課題に切り込むため、我々はさらに高感度・高性能のガンマ線観測装置を必要としている。



図 1.1.1 上から、北半球の MAGIC 望遠鏡[5] (2 x 17m, La Palma, Canaries)、VERITAS 望遠鏡[6] (4 x 12m, Arizona, US)、南半球の H.E.S.S. 望遠鏡[4] (4 x 12m, Namibia)

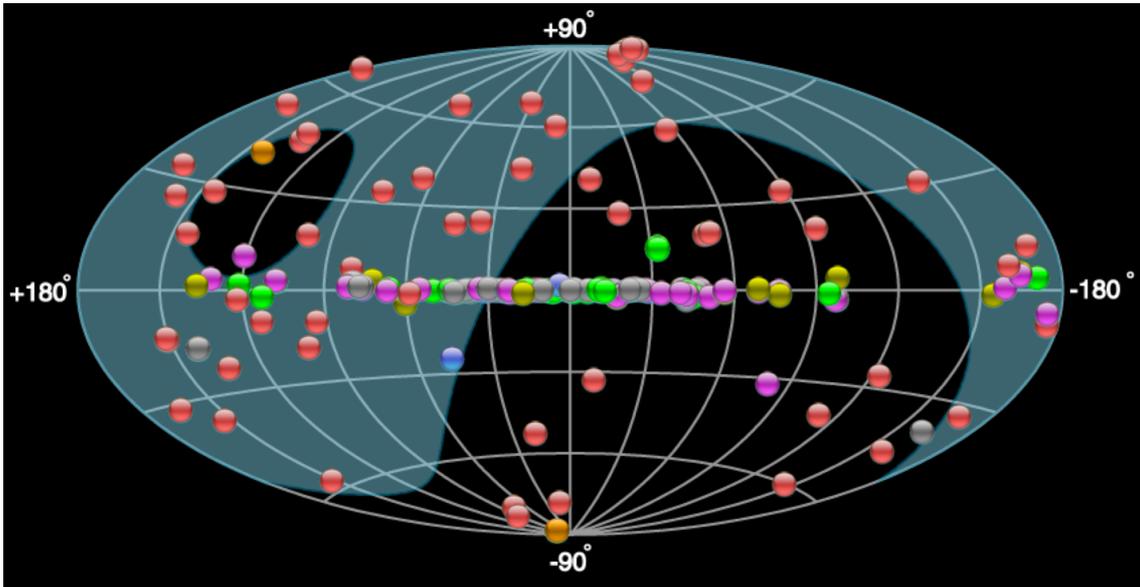


図 1.1.2 VHE ガンマ線スカイマップ (TeVCat より)。現在 160 を超える VHE ガンマ線源が観測されている[8]。

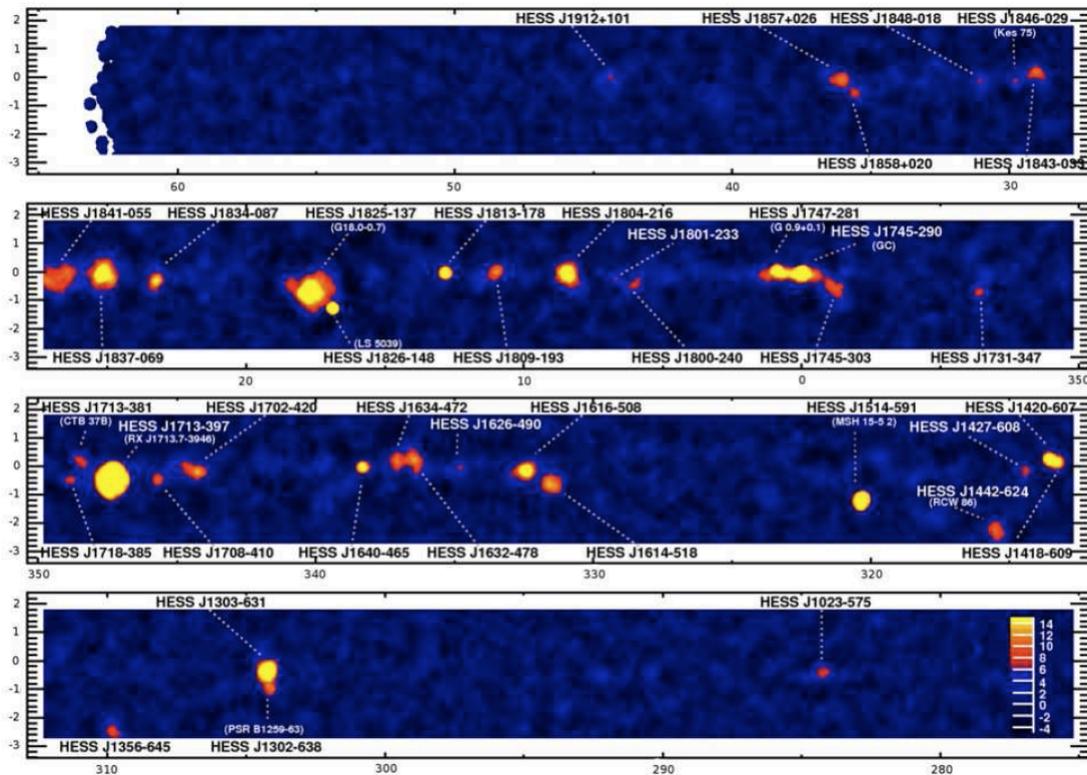


図 1.1.3 H.E.S.S. の銀河面サーベイ[9]。およそ 40 の高エネルギーガンマ線源が銀河面上に発見された。超新星残骸、パルサー星雲、X線連星、そして銀河中心が同定されている。

る。しかし、この中には未同定天体も多数存在する。

そのような背景でガンマ線天文学の将来を考えると、GeV 領域ではフェルミ衛星が言わば決定版とも言えるプロジェクトであり、同じエネルギー領域で大幅な感度や性能の向上は今後望みにくい状況にある。一方、地上チェレンコフ望遠鏡は、これまでに確立された技術をさらに発展させ、大規模な観測装置群を配置することで、現実的な予算で確実に大幅な感度向上を達成する余地がある。その観点から、これまでこの分野をリードしてきた H.E.S.S. と MAGIC の 2 グループが中心となり、世界で一つという大規模チェレンコフ望遠鏡アレイ、Cerenkov Telescope Array (CTA)計画[10]が提案された。CTA は、大中小数十のチェレンコフ望遠鏡群の設置によりこれまでの地上チェレンコフ望遠鏡の成功をさらに大きく推し進め、感度を一桁向上させるとともに、観測可能な光子エネルギー領域を数 10GeV-100TeV と拡大し、高エネルギーガンマ線天文学を飛躍的に発展させるものである。この計画が実現すれば、1000 以上の TeV ガンマ線天体の発見が期待され、単にガンマ線のみならず、次の時代の高エネルギー宇宙物理学全体を大きく牽引することが期待される。

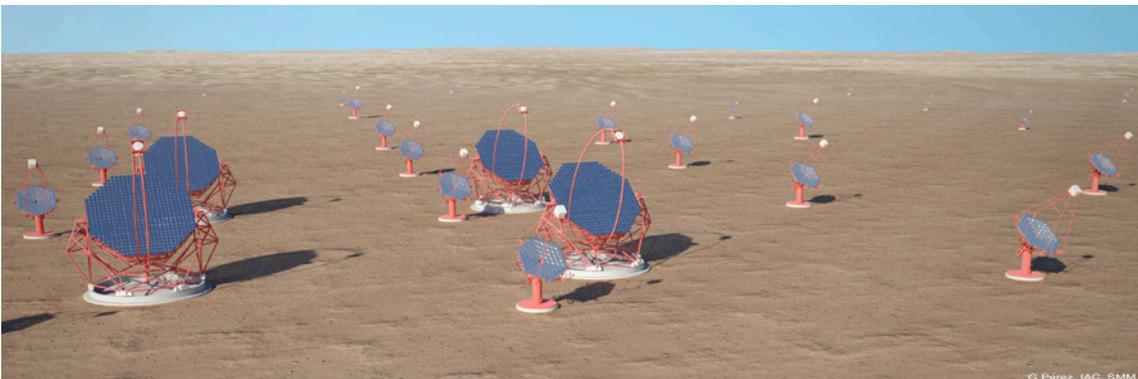


図 1.1.4 CTA の想像図[10][15]。大口径(~23m)、中口径(~12m)、小口径(~6m) のチェレンコフ望遠鏡群からなるアレイ。数 10GeV から 100TeV のエネルギー領域で宇宙からの高エネルギーガンマ線を高精度で測定する。

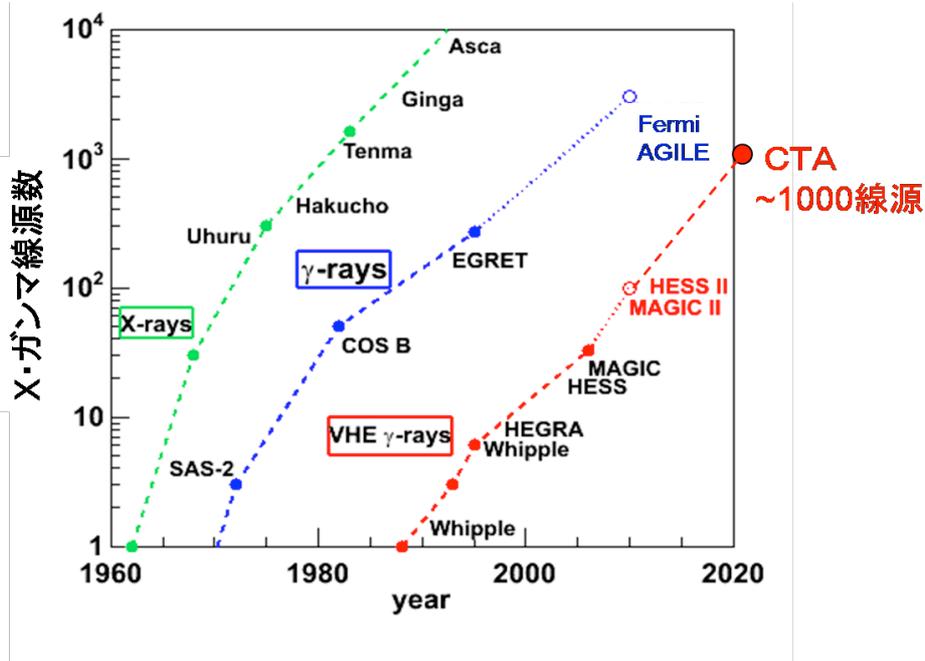


図 1.1.5 X 線源、ガンマ線源、VHE ガンマ線源の数を時間の関数として示したものの。2010 年現在、およそ 100 の VHE ガンマ線源が観測されている。源の数が指数関数的に増えていることがわかる。CTA では、1000 を超える VHE ガンマ線源が観測されると期待される。

天体数が 1000 を越えるというのは、ちょうど今のフェルミ衛星や、かつての X 線天文学の黄金時代のように、天文学・宇宙物理学として創成から発展に向かうもっともエキサイティングな段階と言える。単に天体数だけでなく、CTA から得られる科学的成果は銀河系内外の様々な高エネルギー天体、宇宙線や星間物理、さらには宇宙論や基礎物理法則にいたるまで、十分に保証されていると言える（具体的には本提案書第二章を参照のこと）。CTA はそれだけの高いサイエンスポテンシャルと、豊富な経験と実績に裏打ちされた高い技術、実現可能性をもちあわせる。予算は、プロジェクト全体でおよそ 280 億円(280MEuro)であり、期待できる多くの物理成果を考えれば、コストパフォーマンスは非常に高いといえる。

そのため CTA は、世界各国の基礎科学将来プロジェクト計画の中で非常に高い評価を得ている。CTA の検討の中心となってきたヨーロッパでは、EU の ESFRI (European Strategy Forum for Research Infrastructure)[11]、ASPERA (Astroparticle Physics Network)[12]、ASTRONET (Astronomy and Astrophysics Network) [13] の三つの組織から出されているロードマップにおいて、CTA は将来の重要な研究計画として、高いプライオリティーで推薦されている。2010 年に発表された米国での天文学・宇宙物理学に関する今後十

年間の展望についての報告 (Decadal Survey) [14]においても、重要な三つの地上大型計画のうちの一つとして、CTA が強い推薦を受けている。そのような世界情勢の中で、CTA は現在、約 30 カ国から約 1200 名もの研究者が参加する巨大なコンソーシアムとして急速に検討が進んでいる。CTA は、北半球、南半球の 2 ステーションにより全天を観測する天文台であり、現在サイトの選考が進んでおり、2014 年末にはサイトを決定し、2015 年にはインフラの整備に入る。既に南半球の Namibia (Aar), Chile (Armazones) は最終候補であり、これらの国とはすでに交渉が始まっている。建設予算に関しては、マックスプランク物理学研究所、マックスプランク核物理研究所、DESY、ドイツ政府 (BMBF) の連合では、51MEuro の予算が決定し、2015 年より建設が開始されることが正式に決定した。

日本もこの重要な研究計画に加わるべく、CTA-Japan コンソーシアム[15] を結成し、2009 年秋に、CTA Design Study の MOU 文書に調印し、正式に CTA の 1 研究グループとして参加を果たした。最終的に、人的貢献、開発、予算規模、サイエンス推進など全ての面で CTA 全体に対して日本が 15% 程度の貢献をすることを目指している。国内でも高エネルギー天文学コミュニティを中心に高い支持を集め、現時点の所属メンバーは 28 の機関から総勢 99 名にまで増えてきた。CTA-Japan にはガンマ線のみならず、X 線や電波天文学の専門家や、様々な天体現象や素粒子物理を専門とする理論家も数多く参加しており、CTA の特徴である多種多様な科学テーマについて、日本コミュニティが世界と互角に競争していけるだけの陣容が整いつつある。

世界全体の CTA の検討推進の中でも、サイエンステーマの検討では CTA-Japan 理論グループがすでに大きなプレゼンスを発揮している。開発研究の側面でも、日本が具体的貢献を目指す複数の work package が組織され、2010 年度に CTA Japan として初めて研究費を獲得し開発研究がスタートした。また、2012 年度より大型科研費を取得し、23m 大口径望遠鏡 1 号機プロトタイプ建設へ向けて、高感度カメラ、高速読み出し回路、分割鏡、分割鏡能動制御システムの開発研究を本格化し、その生産に入っている。

本計画書は、CTA 計画についてその概要を示し、CTA-Japan の今後の活動方針、具体的な貢献などの最終的な目標を定めるものである。

References:

- [1] Fermi Gamma Ray Satellite: <http://fermi.gsfc.nasa.gov/>
- [2] CGRO EGRET: <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/egret/>
- [3] T. Weekes et al., *Astrophys.J.*342:379-395 (1989)

- [4] H.E.S.S.: <http://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/>
- [5] MAGIC: <http://magic.mppmu.mpg.de/>
- [6] VERITAS: <http://veritas.sao.arizona.edu/>
- [7] CANGAROO: <http://icrhp9.icrr.u-tokyo.ac.jp/>
- [8] TeVcat: <http://tevcat.uchicago.edu/>
- [9] F.Aharonian et al., Science 307, 1938-1942(2005)
- [10] CTA: <http://www.cta-observatory.org/>
- [11] ESFRI Roadmaps
ESFRI Roadmap 2006:
http://ec.europa.eu/research/infrastructures/pdf/esfri/esfri_roadmap/roadmap_2006/esfri_roadmap_2006_en.pdf#view=fit&pagemode=none
- ESFRI Roadmap 2008 update:
http://ec.europa.eu/research/infrastructures/pdf/esfri/esfri_roadmap/roadmap_2008/esfri_roadmap_update_2008.pdf#view=fit&pagemode=none
- ESFRI Roadmap 2010 update:
http://ec.europa.eu/research/infrastructures/pdf/esfri-strategy_report_and_roadmap.pdf#view=fit&pagemode=none
- [12] ASPERA Roadmap: 2007, 2011 update
2007: http://www.cta-observatory.jp/Documents/aspera_roadmap.pdf
2011 update: <http://www.cta-observatory.jp/Documents/SAC-Roadmap-Nov-1-2011-final.pdf>
- [13] ASTRONET Roadmap: <http://www.astronet-eu.org/IMG/pdf/Astronet-Book.pdf>
- [14] US Decadal Survey: http://sites.nationalacademies.org/BPA/BPA_049810
<http://www.nature.com/news/2010/100813/full/news.2010.410/box/1.html>
- [15] CTA Japan: <http://www.cta-observatory.jp/index.html>
- [16] S. Funk: Private communication, Presentation at CTA meeting (Zeuthen)

2. CTA が狙うサイエンス

2.1. 宇宙線の起源

2.1.1. 超新星残骸

超新星残骸は、宇宙空間に重元素や熱エネルギーを放出し、宇宙の化学進化をもたらすだけでなく、宇宙線の加速源としても大きな役割を果たすと考えられている。宇宙線は、最大 10^{20} eV とエネルギーが高いだけでなく、エネルギー密度も 1 eV/cc と非常に大きく、宇宙線はいわば我々の銀河系の基本構成要素の一つである。しかし、宇宙線が、どこで、どのように加速されたのかということは、1912 年の宇宙線発見以来 100 年近く経った現在も、謎のままになっている。

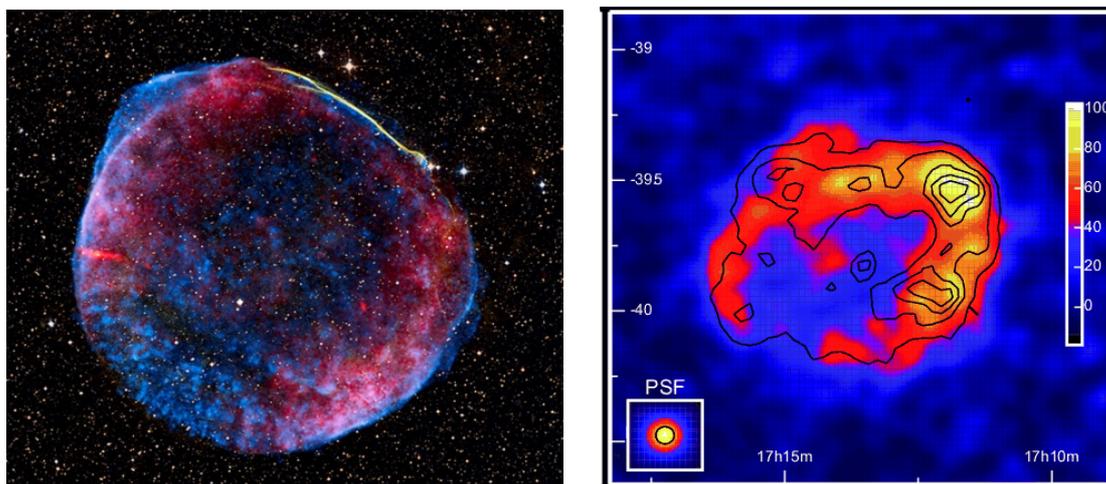


図 2.1.1.1. (左) X 線でみた SN1006 (credit: NASA/CXO)。青い部分がシンクロトロン X 線を示している。(右): TeV ガンマ線で見た RX J1713-3946 (カラー) [14]。等高線は X 線イメージ。

CTA-Japan メンバーを中心とした日本の高エネルギー天文学は、以下のような成果を上げることによって、宇宙線加速の研究を 20 年以上牽引してきている。西暦 1006 年に爆発したことが国宝「明月記」に載っている超新星残骸 SN1006 の衝撃波面からは、X 線天文衛星「あすか」によりシンクロトロン X 線が検出され[1]、宇宙線電子成分が加速されていることが観測的に証明された。また、RX J1713-3946 など複数の超新星残骸からは TeV ガンマ線が発見され[2,3, for example]、宇宙線粒子が確かに TeV 帯域まで加速されていることも明らかになってきた。さらに、X 線天文衛星 Chandra で超新星残骸衝撃波面で

の加速効率が非常に良いことをつきとめたり[4, 5 for example]、RX J1713-3946 衝撃波が分子雲に衝突している証拠をとらえたり[6]、フェルミガンマ線宇宙望遠鏡で超新星残骸が分子雲と衝突している現場からの GeV ガンマ線をとらえたり[7 for example]、また理論面でも観測チームとの緊密な共同研究のもと多くの貢献[8-12, for example]をしている。また、現在稼働中のフェルミガンマ線宇宙望遠鏡、2015 年度打ち上げ予定の X 線天文衛星 ASTRO-H[13]のメンバーも CTA-Japan に参加しており、今後も多角的な研究を日本が主導する。

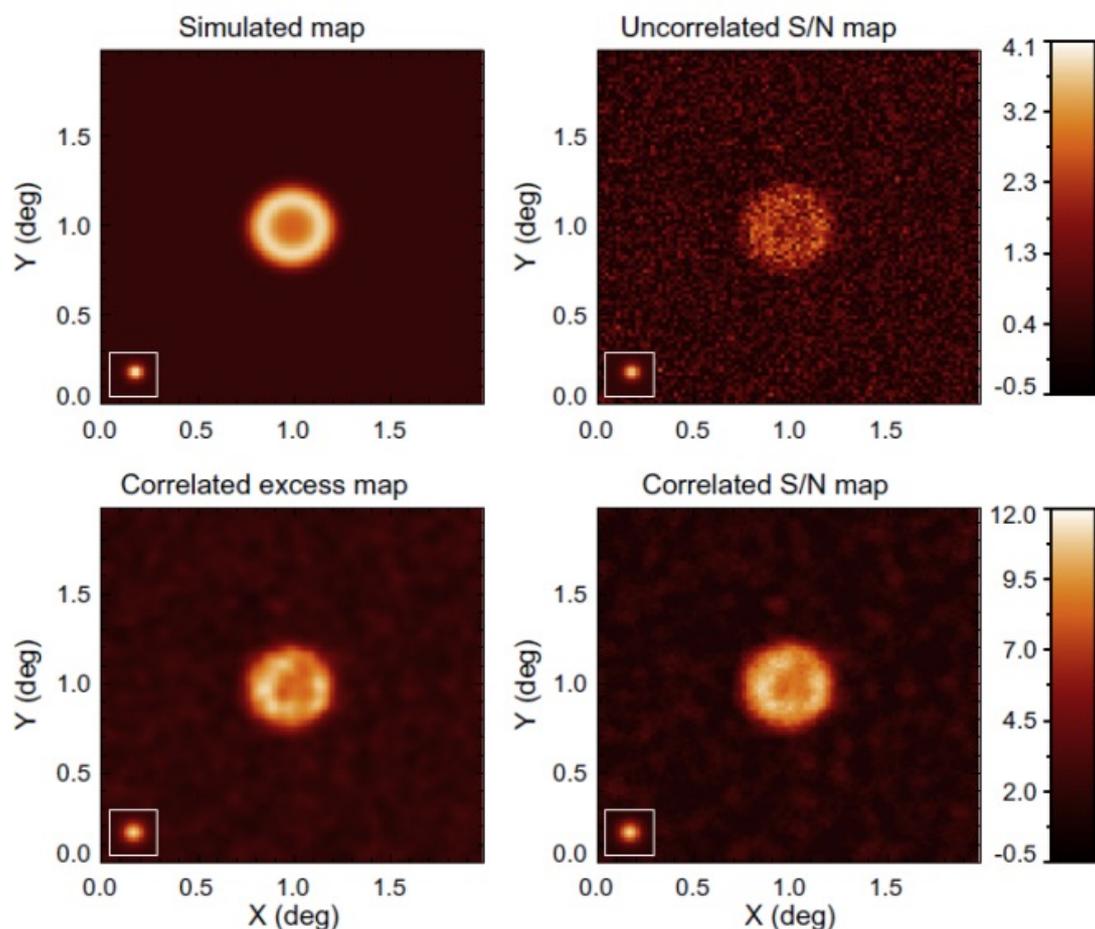


図 2.1.1.2. RX J1713-3946 と同様の超新星残骸が距離 3 kpc にあったときに CTA で 20 時間観測した場合のシミュレーションイメージ[15]。シェル状の構造が有意に観測できることがみてとれる。

このような努力にも関わらず、超新星残骸で加速する粒子の最高エネルギー、何が最高エネルギーを決めるか、粒子の種別など、定量的なことはまだほとんど明らかになっていない。CTA を中心とした新世代観測機器で解くべき問題はたくさんある。

TeV ガンマ線は宇宙線の主成分である陽子を knee 領域で観測出来る極めて有効な手段である。我々は CTA によって、以下のような新たな知見を得られると期待している。

(1) 超新星残骸の宇宙線加速への寄与決定

現在までに TeV ガンマ線帯域で見つかったのは、我々の銀河に存在する 200 個を超える超新星残骸のうち、未だに数個に留まっている。現在までに発見された天体は全て距離が 3 kpc 以内と、観測可能な範囲が銀河中心(8 kpc)に到達していないことも原因の一つだ。CTA は現行の TeV ガンマ線望遠鏡より一桁以上高い感度を持つため、観測可能な範囲は銀河中心より遠方まで拡がり、大多数の超新星残骸で TeV 領域での宇宙線加速の有無を観測出来るようになり、その結果、どんな超新星残骸で宇宙線が TeV 領域まで加速されているのか、つきとめることが可能になる。

図 2.1.1.2 は、代表的な TeV ガンマ線超新星残骸 RX J1713-3946 が距離 3 kpc にあったときに CTA で 20 時間観測した場合のシミュレーションイメージである。20 時間というのは、H.E.S.S.望遠鏡で行われたような銀河面探査[16]を想定しており、現実的な時間で銀河面全体を探査することが可能である観測時間である。シェル状の構造がはっきり見えており、現在までに未発見の超新星残骸も TeV ガンマ線帯域で初めて発見できることが分かる。実際に H.E.S.S.銀河面探査でも複数の多波長で未発見だった超新星残骸が検出されており[17,18]、CTA 銀河面探査では多くの宇宙線加速超新星残骸が発見できることが期待できる。

(2) 超新星残骸での陽子成分加速可能性の探査

加速された電子は逆コンプトン散乱により TeV ガンマ線を放射するが、Klein-Nishina 効果により、数十 TeV より高エネルギー側では暗くなる。一方陽子ではそのような現象はない。従って、高エネルギー側の折れ曲がりを探査することで、加速粒子を見分けられる可能性がある。CTA では現行の TeV ガンマ線望遠鏡より広帯域で感度が一桁以上良くなるので、超新星残骸からの放射が折れ曲がっているかどうか、加速されているのが陽子なのか電子なのか見分けることが初めて可能になる。

また、電子からの TeV ガンマ線放射と陽子からの TeV ガンマ線放射は放射場所が違わずである。TeV 領域にまで加速された電子は、宇宙背景放射光子を叩き上げて TeV ガンマ線放射を出す。宇宙背景光子は一様に分布しているため、その放射分布は電子自身の分布と一致するはずである。一方同じ電子は磁場中でシンクロトロン放射を出す。したがって、TeV ガンマ線放射が電子起源の場合、X 線と TeV ガンマ線は同じ空間分布になるはずである。H.E.S.S.望遠鏡は RX J1713-3946 の TeV ガンマ線放射分布が X 線

放射分布と非常によく似ていることを示した[14, 図 2.1.1.1.右]。しかし、形状は分子雲の空間分布ともよく似ており、空間分解能の不足から結論を出すことはできなかった。X 線放射分布と分子雲空間分布の差異は数分程度のサイズであり、CTA の空間分解能が決定的に重要となる。同時に ASTRO-H をはじめとする X 線観測によって、陽子加速を行っている衝撃波の背景プラズマの情報も明らかになり、効率の良い加速現場の様子が初めて定量的に解明されると期待される[19,20,21]。これらをあわせることで、どこで、どのように宇宙線陽子が加速されているのか、という 100 年に渡る人類の謎に対し、我々は最終的解答を得ると期待出来る。

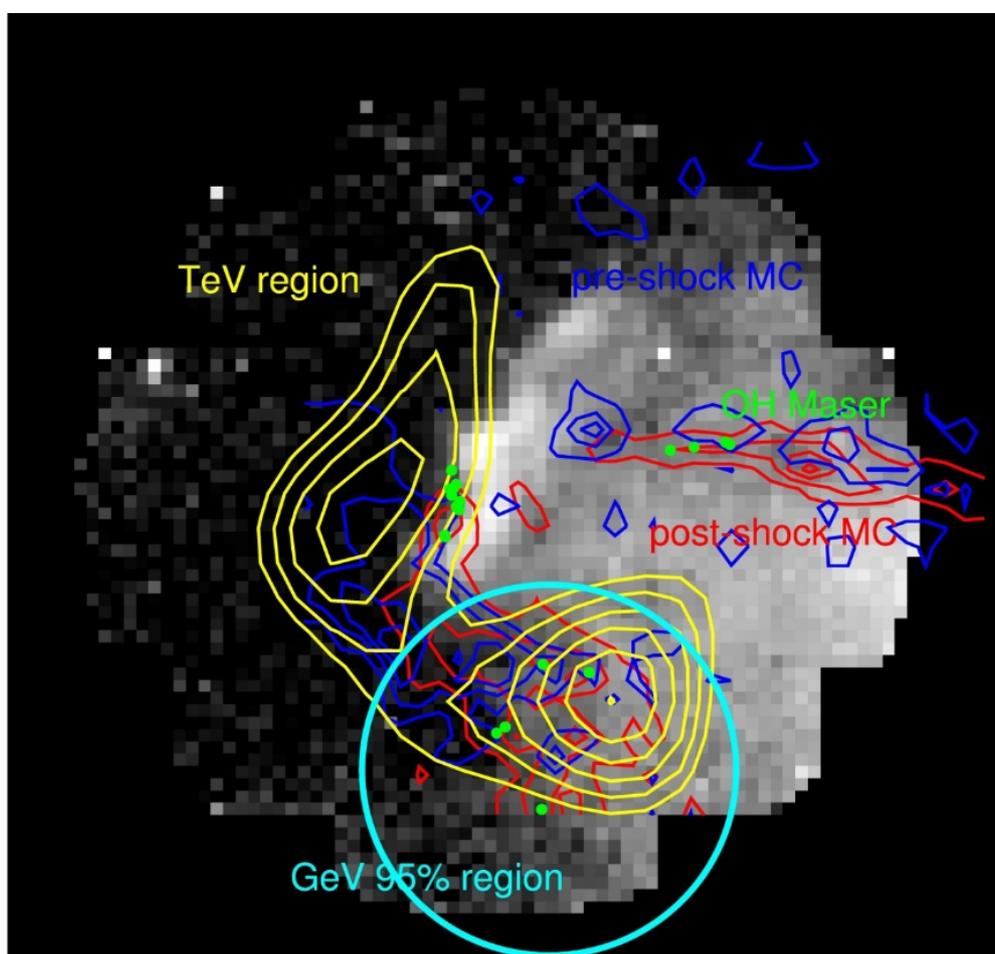


図 2.1.1.3. W28 北東部イメージ[25]。白黒は X 線、赤と青は分子雲、黄色は TeV ガンマ線、水色は GeV ガンマ線。

(3) 超新星残骸衝撃波面から脱出する宇宙線の発見

超新星残骸で加速された粒子がどのように超新星残骸を抜けだし、「宇宙線」となるかは、まだ全く分かっていない。実際、GeV 帯域で発見された古い超新星残骸の多くは

非常に soft で 10 GeV 近辺に折れ曲がりを持ったスペクトルをしている[22]。これは、古い超新星残骸に残っている粒子の最高エネルギーが knee よりはるかに低い 10 GeV 程度であることを示しており、宇宙線が比較的早い進化段階で衝撃波面から脱出している可能性がある。衝撃波が分子雲と衝突すると衝撃波面で増幅されていた磁場が減衰[23]、その結果、衝撃波に閉じ込められていた宇宙線が逃げ出し、分子雲中で TeV ガンマ線を出すと予想はされている[24]が、予想表面輝度が小さいため、現行の TeV ガンマ線望遠鏡では観測不可能である。感度が一桁以上上がる CTA では、この脱出しつつある宇宙線からの放射を捉えられる（はずである）。また、空間分解能が現行の望遠鏡より 3 倍程度よくなるため、分子雲やシンクロトロン X 線との空間的な相関も取ることが可能になる。分子雲と衝突している超新星残骸の周辺を観測し、分子雲との空間的な相関やスペクトル変化を調べることで、超新星残骸衝撃波で加速された粒子がどのように逃げ出し、「宇宙線」となって宇宙空間に拡散していくかをつきとめる。

H.E.S.S.で行われた先駆研究では、古い超新星残骸 W28 北東部の衝撃波面の外側の分子雲から TeV ガンマ線が見つかった[25]。図 2.1.1.3 は W28 北東部のイメージである。白黒は X 線で、衝撃波面で熱された高温プラズマを示している。黄色コントラストで示された TeV ガンマ線は衝撃波面ではなくその手前の分子雲(赤青コントラスト)から出ているのがわかる。これは、超新星残骸衝撃波面から逃げ出した陽子からの放射かもしれない、注目を浴びている。さらに TeV ガンマ線放射領域でも、北部から南部にいくにつれてだんだんスペクトルが soft になっている可能性が GeV ガンマ線観測からわかってきている。このようなサンプルを増やすことで、超新星残骸から逃亡して宇宙線になりつつある粒子を初めてとらえ、いつどのようにして加速粒子が宇宙線になるのかをつきとめる。

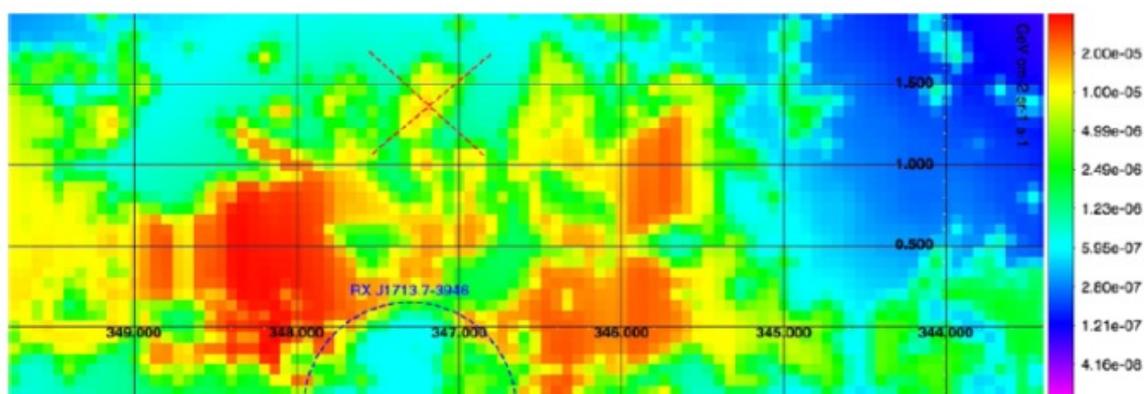


図 2.1.1.4. 超新星残骸 RX J1713-3946 周辺の分子雲からのガンマ線放射シミュレーション[26]。点線丸が超新星残骸の衝撃波の位置を示している。周辺の分子雲から逃亡粒子によるガンマ線が放射されている。

宇宙線となった粒子は、その後超新星残骸周辺の空間を飛び回る。この時にも宇宙線は分子雲などをターゲットとして TeV ガンマ線を放射するはずである。宇宙線密度は加速天体での粒子密度に比べて低いと予想できるので、当然 TeV ガンマ線の表面輝度も小さいと予想できる。しかし、CTA ならばこのような宇宙線由来の TeV ガンマ線も観測できると予想されている。図 2.1.1.4 は超新星残骸 RX J1713-3946 周辺の分子雲か

らのガンマ線放射シミュレーション[26]である。超新星残骸周辺の分子雲から逃亡粒子によるガンマ線が放射されているのがみてとれる。これと分子雲の観測情報を組み合わせれば、我々のところに降り注ぐ宇宙線と加速現場近くの宇宙線の密度やスペクトルなども比較でき、いよいよ我々の知る宇宙線がどこでどのように作られ、拡散し、宇宙線となったかを知ることができるようになるだろう。

Reference

- [1] Koyama, K. et al. 1995, Natur, 378, 255
- [2] Enomoto, R. et al. 2002, Natur, 416, 823
- [3] Katagiri, H. et al. 2005, ApJL, 619, L163
- [4] Bamba, A. et al. 2003, ApJ, 589, 827
- [5] Bamba, A. et al. 2005, ApJ, 621, 793
- [6] Fukui, Y. et al., 2003, PASJ, 55, L61
- [7] Abdo, A. A. et al., 2010, ApJ, 718, 348
- [8] Yamazaki, R. et al. 2004, A&A, 416, 595
- [9] Ohira, Y. et al. 2010, A&A, 513, A17
- [10] Inoue, T. et al. 2009, ApJ, 695, 825
- [11] Naito, T. & Takahara, F., 1994, Journal of Physics G, 20, 477
- [12] Inoue, T. et al. 2012, ApJ, 744, 71
- [13] Takahashi, T. et al., 2012, Proceedings of the SPIE, 8443, 84431Z.
- [14] Aharonian, F. et al. 2007, Natur, 464, 235
- [15] Acero, F. et al. 2013, Astroparticle Physics, 43, 276

- [16] Aharonian, F. et al. 2005, *Science*, 307, 1938
- [17] Nakamura, R. et al., 2009, *PASJ*, 61, S197
- [18] Bamba, A. et al., 2012, *ApJ*, 756, 149
- [19] Ellison, D. C. et al. 2010, *ApJ*, 712, 287
- [20] Lee, S.-H. et al. 2012, *ApJ*, 756, 156
- [21] Lee, S.-H. et al. 2013, *ApJ*, 767, 20
- [22] Funk, S. 2011, TeVPA meeting
- [23] Ptuskin, V. S. & Zirakashvilli, V. N. 2003, *A&A*, 403, 1
- [24] Ohira, Y. et al. 2011, *MNRAS*, 410, 1577
- [25] Nakamura, R. et al. 2014, *PASJ*, 66, in press
- [26] Casanova, S. et al., 2010, *PASJ*, 62, 1127

2.1.2. パルサー

パルサーとは、自転する磁化した中性子星のことである。いわゆる *Ordinary pulsar* と呼ばれる普通のパルサーの場合、自転周期は数 10 ミリ秒から数秒で、磁場は 10^{11} - 10^{14} G である。この高速回転する強力磁石が励起する巨大電力により、磁気圏内では粒子加速がおこる。特に 10^3 - 10^5 年の若いパルサーからガンマ線のパルス放射が発見されて以来、その粒子加速・放射領域の特定に関して、中性子星の極冠の近傍（*Polar-Cap* 説; [1,2]）か磁気圏の外側（*Slot-Gap* 説;[3,4], *Outer-Gap* 説;[5,6]）の二者で議論が分かれてきた。両者では 10 GeV 付近におけるスペクトルの高エネルギーカットオフの形状が異なる。磁場が非常に強い極冠近傍では、ある閾値エネルギー以上のガンマ線は磁場により吸収されてしまう。そのため、*PC* 説は急峻なカットオフを预言する。一方、磁気圏の外側では磁場によるガンマ線吸収は起こらないが、輻射冷却による電子の加速限界がある。そのため、*SG*・*OG* 説では比較的緩やかなカットオフができる。カットオフの形状の違いを見るため、長らく 10GeV 以上の観測が切望されてきた。そして、*Crab* パルサーから *MAGIC* が 25 GeV 以上の帯域で初めてパルスを捉え[7]（図 2.1.2.1）、続いてフェルミガンマ線宇宙望遠鏡が 20 GeV までの詳細なスペクトルを取得したことで[8]、カットオフが緩やかであること、すなわち、放射領域が磁気圏の外側であることが明白になった。フェルミガンマ線宇宙望遠鏡は、*Vela* パルサーに関しても同様の結論を得ている[9]。宇宙物理において、観測機器の感度向上が長年の疑問に明快な回答をもたらす好例であると言えよう。

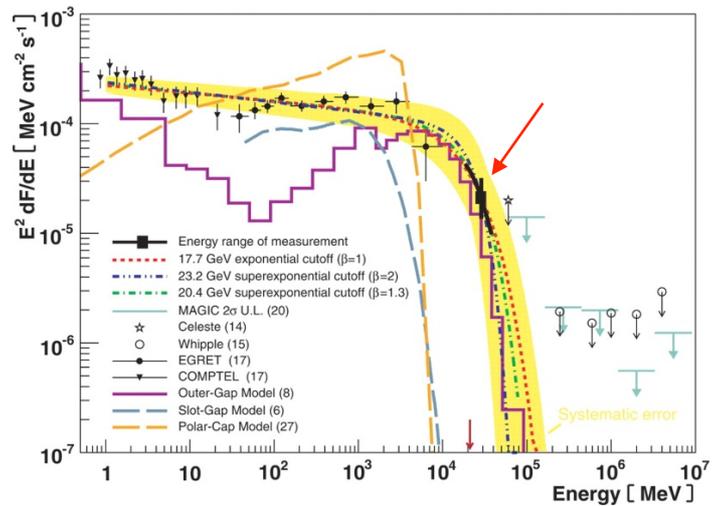
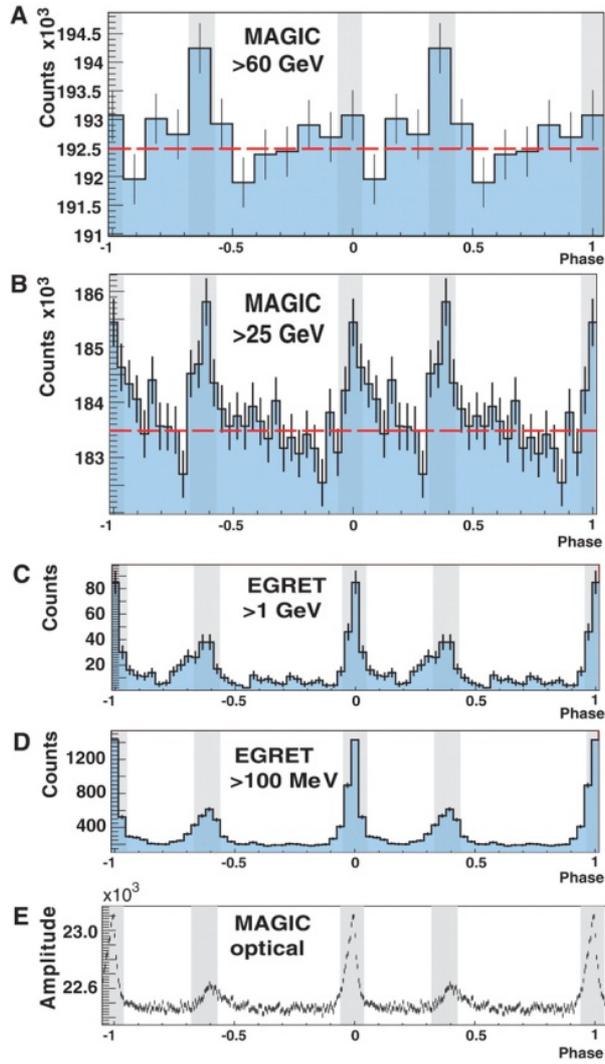


図 2.1.2.1 上) MAGIC が捉えた数十 GeV 領域における Crab パルサーのパルス波形(A,B)と、低エネルギー領域でのパルス波形(C,D,E)[7]。横軸はパルス位相で、縦軸はカウント数。2 周期分、表示してある。下) Crab パルサーのスペクトル[7]。赤矢印で示した点が、MAGIC により得られたデータ点。黄色い帯は指数関数的減衰を仮定した場合の推定スペクトル。

そして、その後の MAGIC、VERITAS による Crab パルサーの追加観測は、新たな疑問を生み出した[10,11,12]。標準的な SG・OG 説によると、高エネルギースペクトルには緩やかながらもカットオフ（指数関数的減衰）があるはずである。しかしながら、測定されたスペクトラムは、6 GeV に折れ曲がりを見せるものの、指数関数的減衰は見せず、べき関数的に(少なくとも)400GeV まで伸びていた(図 2.1.2.2)。加速された電子が曲がった磁場に沿って走る事により高エネルギーガンマ線を放射する（曲率輻射）、という従来の描像ではこのようなスペクトルを説明できず、別の放射機構が存在する事が明らかになった。

このべき関数スペクトルを説明するために、加速された電子が磁気圏内で電磁カスケードを起こすというモデル[10]や、パルサー風が磁気圏外で X 線パルス成分を逆コンプトン散乱するというモデル[13]が提唱された。そこで、観測によりこれらのモデルを検証していく事が次の課題となる。

地上チェレンコフ望遠鏡による観測でパルサーという天体の理解が大きく深まった要因の一つに、低エネルギー側の閾値を 25 GeV にまで下げることができた点が挙げられる。パルサーのガンマ線スペクトルの high-end が、丁度、地上チェレンコフ望遠鏡の low-end にあたるからである。CTA ではエネルギー閾値を下げつつ感度を向上させることで、単なる「検出」から精密な「測定」へ、また、少数の「特異性」から多数の「普遍性」へと、MAGIC の先にある新展開を狙うことができる。Crab パルサーや Vela パルサーのような明るいサンプルでは、エネルギー毎のパルス波形、位相毎のスペクトル、他波長との位相のズレ、といった観測量が精密測定から得られる。さらにそこから、最高エネルギーへの加速がおこっている領域の構造を調べることが出来る。一方で、High-end を捉えたサンプル数の増加は、様々な見込み角から若いパルサーを観測することに等しい。これにより、ガンマ線パルサーの普遍性に迫り、磁気圏構造が時間的に進化する様子を解明する事ができる。特に、どのようなパルサーが Crab のようにべき型の Tail をもつのか、Tail を作り出す機構は何なのかを理解する事が、未だ解明されていないパルサー磁気圏からパルサー風領域への遷移に対して重要な知見を与えると期待される。

普通のパルサーとは別の種族を成すミリ秒パルサーからも、GeV を超えるガンマ線が検出されている[14,15]。ミリ秒パルサーは、その名の通り自転周期が数ミリ秒程度であるが、磁場は 10^8 - 10^9 G と弱い。また、年齢は 10^8 - 10^{10} 年であり、上記の若いガンマ線パルサーとは異なる範疇にある。一方で、このミリ秒パルサーのパルス波形やスペクト

ルは若いガンマ線パルサーと非常に似ており、放射メカニズムが共通であることが指摘されている[11]。さらに、前者の粒子加速領域は後者と共通の構造を持つ事がX線観測からも示唆されており[16]、keV-GeV 放射は、中性子星表面ではなく、光円柱（中性子星との共回転速度が光速に達する仮想円柱）付近の磁場に強く依存する事が少しずつ明らかになってきている。そこで、CTA を用いることにより、high-end のエネルギーで詳しく観測し、独立な角度から両者を比較・検証することが重要になる。

パルサー磁気圏およびパルサー風領域で生成、加速された電子・陽電子は、最終的に宇宙線となって地球に降り注いでいる可能性がある。地球近傍で観測された宇宙線陽電子の宇宙線電子に対する比および電子と陽電子のフラックスの和は 10 GeV 以降理論予想を大きく上回ることが知られている[17]（図 2.1.2.2 下）。それが暗黒物質の崩壊によって作られた電子陽電子対によるものであるという説がある一方（2.3.1 章参照）、地球近傍のパルサーが作り出した電子・陽電子によるものとも考えられる[18]。ガンマ線スペクトラムやパルス波形によりパルサーでの電子陽電子加速領域、到達エネルギー、フラックス等を見積もる事は、宇宙線電子・陽電子の起源解明にもつながり、暗黒物質探索への一助ともなる。

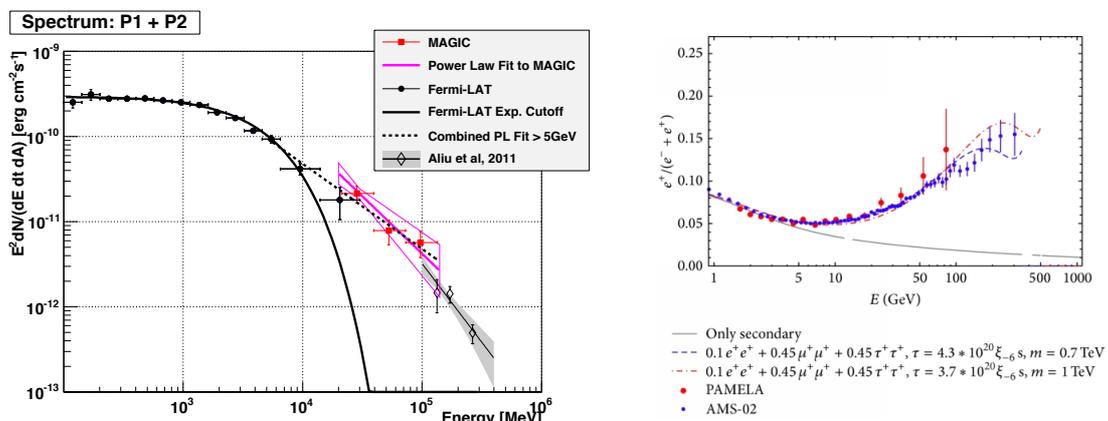


図 2.1.2.2 左) Crab パルサーの高エネルギーガンマ線スペクトル。100MeV から 20GeV までがフェルミガンマ線宇宙望遠鏡による測定(黒点)25GeV から 100GeV までが MAGIC(赤点)、100GeV 以上が VERITAS によるもの。指数関数的減衰を仮定してフェルミガンマ線宇宙望遠鏡のデータをフィットしたものが黒線。IACT による測定から、スペクトルは、指数関数的減衰をしないということが判明した。右) AMS-02 (青点), PAMELA (赤点) による陽電子/電子比。10GeV 以降増加している。宇宙線原子核が銀河間を伝搬する際に二次的に陽電子を作るが、それでは観測された比を説明できず、別の生成源がある事が分かっている。パルサーはその有力候補の一つである。

Reference

- [1] Ruderman, M. A. & Sutherland, P. G. 1975, ApJ, 196, 51

- [2] Daugherty, J. K. & Harding, A. K. 1982, *ApJ*, 252, 337
- [3] Arons, J. 1983, *ApJ*, 266, 215
- [4] Harding, A. K., Stern, J. V., Dyks, J., & Frackowiak, F. 2008, *ApJ*, 680, 1378
- [5] Cheng, K. S., Ho, C., & Ruderman, M. 1986, *ApJ*, 300, 500
- [6] Cheng, K. S., Ho, C., & Ruderman, M. 1986, *ApJ*, 300, 522
- [7] Aliu, E., et al. 2008, *Science*, 322, 1221
- [8] Abdo, A. A., et al. 2010, *ApJ*, 708, 1254
- [9] Abdo, A. A., et al. 2009, *ApJ*, 696, 1084
- [10] Aleksic, J. et al. 2011, *ApJ*, 743, 42
- [11] Aleksic, J. et al. 2012, *A&A*, 540, A69
- [12] VERITAS Collaboration et al. 2011, *Science*, 334, 69
- [13] Aharonian et al. 2012, *Nature* 482, 507
- [14] Abdo, A. A., et al. 2009, *ApJ*, 699, 1171
- [15] Abdo, A. A., et al. 2009, *Science*, 325, 848
- [16] Bogdanov S. et al. 2006, *ApJ*, 646, 1104
- [17] Aguilar M., et al. 2013, *Phys. Rev. Lett.*, 110, 141102.
- [18] M. Di Mauro et al. 2014, *JCAP*, 04, 006

2.1.3. White Dwarf Pulsar (白色矮星パルサー)

高い感度を誇る CTA で、より多くの種族の天体から、ガンマ線が期待できる。より多様な世界を切り拓く事は、逆に、より統一的な物理の本質に迫る仕事を可能にする。一例が銀河系内のコンパクト天体にある。中性子星は、2.1.2, 2.1.4 章のとおり普通のパルサーの他、ミリ秒パルサー、ガンマ線パルサー、パルサー星雲など多くの形態で観測される。一方、系を支配する物理量は、磁場、年齢、幾何学の三種類にすぎない。一体この多様性はどこから生まれ、パルサー放射の統一描像は何なのか？これが次の十年で明らかにすべき重要課題の一つであろう。天文学では、本質的な物理量が同じにもかかわらず他の物理量が桁で異なるシステムとの比較が可能な場合がある。このような比較は、非常に多くの物理的理解をもたらす。パルサーに対しては、そのエネルギー源である巨大な電力が同じにも関わらず、中性子星よりも自転周期が3桁遅く、星表面の磁場が3～6桁弱く、サイズが3桁大きい強磁場白色矮星が比較の対象として期待できる[1,2]。下の図 2.1.3.1 は中性子星と白色矮星の磁気モーメントと自転周期の関係を示している。白色矮星の一部は、中性子星と同程度の 10^{12} - 10^{14} ボルトの起電力を保持していることがわかる。未だ「白色矮星パルサー」は検出されていないが[3]、電力でいえば高エネルギー粒子を生み出してガンマ線を放出しても不思議ではない。近年、X線衛星「すざく」でその兆候が得られたものの[4]、X線では熱的放射が混入し探査が難しい。TeV 帯域では熱的放射に邪魔されること無く、天体で加速された高エネルギー粒子から放射される非熱的放射を探査できる。TeV ガンマ線観測の初期には白色矮星連星の一つから TeV 放射が検出されたという報告があったが[5, 6]、その後の詳細解析で否定された[7]。しかし、TeV 放射を検出すれば疑いもなく白色矮星パルサーの発見となるため、現在稼働中のガンマ線望遠鏡 MAGIC や H.E.S.S.による探査も行われている[8, 9]。直接的な証拠は未だだが、白色矮星が密集して存在する球状星団から検出された TeV ガンマ線の起源が、白色矮星から放出された高エネルギー粒子である可能性も指摘されている [10]。理論的には、白色矮星の合体時に形成する強磁場白色矮星から高エネルギー粒子を放出して電波バーストなどを伴う巨大なエネルギー解放現象の可能性も指摘されるなど[11]、高エネルギー天体としての注目は高まっている。白色矮星パルサーは、CTA が拓く新種の天体として、その感度の実現が待ち望まれる。

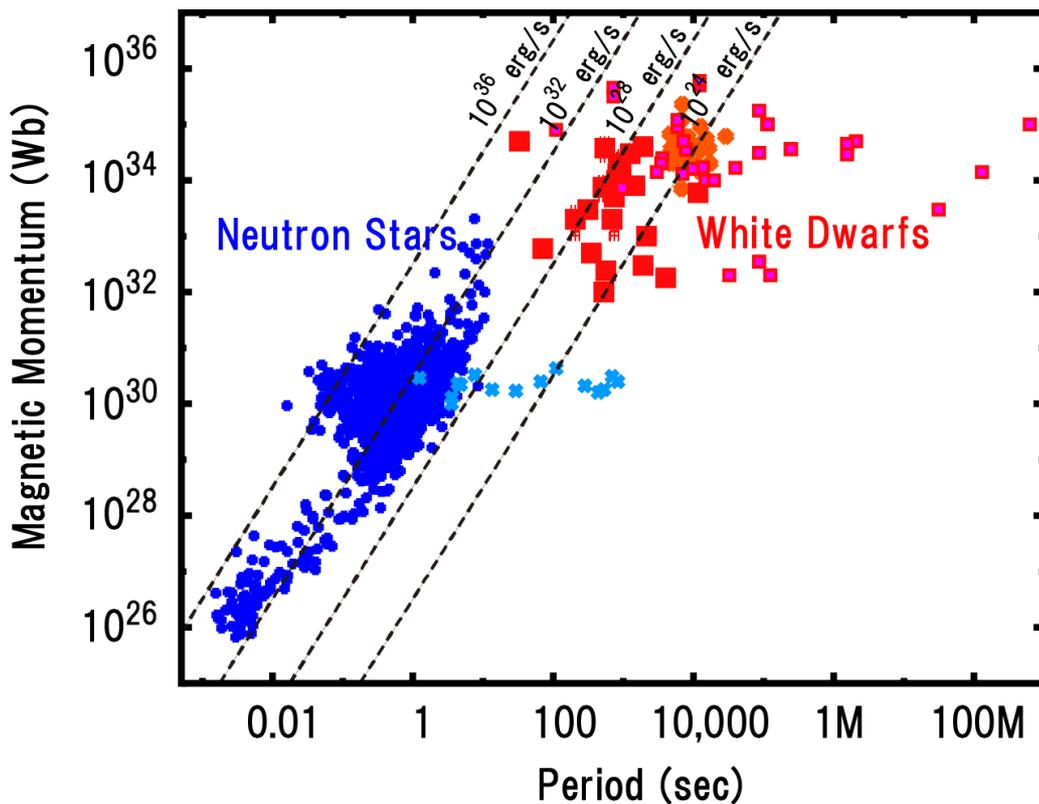


図 2.1.3.1 中性子星パルサーと強磁場白色矮星の自転周期 対 磁気モーメントの比較。

この問題は、「銀河系宇宙線の起源」の問題にも直結する。宇宙線の起源は、1912年の V. F. Hess による発見以来、100 年来の謎で、現代の宇宙物理学が解くべき課題の一つである。主な銀河系内宇宙線の加速源としては、超新星残骸(第 2.1.1 章)における衝撃波領域や、中性子星パルサーの磁気圏(第 2.1.2 章)・パルサー星雲(第 2.1.4 章)が挙げられるが、定量的な理解が完全になされているわけではない。白色矮星に関しては、理論的には、1960 年代に既に、中性子星パルサーとの類似性から、磁場の強い白色矮星での粒子加速機構が提案され[1]、銀河系内宇宙線への寄与も少なからずあることが定量的に議論された[12]。特に地球で観測される電子陽電子宇宙線に対しては、白色矮星の寄与が非常に重要となる可能性も指摘されている[13]。鍵は天体数である。宇宙線加速源とされる超新星残骸(第 2.1.1 章)や中性子星パルサー(第 2.1.2 章)に比べ、白色矮星は圧倒的に数が多く、個々の天体は暗くて発見しづらいにもかかわらず、すでに 9,000 以上の天体が最近の可視光広域探査で発見されている。そのうち、宇宙線加速に寄与する強磁場白色矮星は 500 天体も存在する[14,15]。白色矮星は、低質量星の進化の末に高

温で誕生し、ゆるやかに冷却され見えなくなる天体として静かな印象が強く、これまで宇宙線加速源としての観測は限られてきた。しかし、近年、X線衛星「すざく」による観測的な示唆がなされ[4]、パルサーの候補天体が一気に増えたため、再び着目されようとしている[6]。ガンマ線望遠鏡 CTA だけでなく、同時期に稼働する次世代の高感度 X線衛星 *ASTRO-H* (2015 年打上) と協調し、X線・ガンマ線の両帯域で今よりも 1 桁以上深く探査し精密なエネルギースペクトルを得ることで、より定量的な議論に発展できよう。

Reference

- [1] Ostriker, J. P., 1969, Proc. 11th Int. Conf. Cosmic Rays, Vol.1, ed. A. J. Somogyi, 69
- [2] de Jager O.C., 1994, ApJS, 90, 775
- [3] Terada, Y., & Dotani, T., 2011, High-Energy Emission from Pulsars and their Systems, Springer, ed: D. F. Torres and N. Rea, 563
- [4] Terada Y. et al., 2008, PASJ, 60, S25
- [5] Meintjes, P. J., Raubenheimer, B. C., de Jager, O. C., et al., 1992, ApJ, 401, 325
- [6] Meintjes, P. J., de Jager, O. C., Raubenheimer, B. C., et al., 1994, ApJ, 434, 292
- [7] Lang, M. J. et al., 1998, Astroparticle Physics, 9, 203
- [8] Mauche, C. W., et al., 2012, Memorie della Societa Astronomica Italiana 83, 651
- [9] Terada, Y., 2014, Int. J. Mod. Phys. D. in press (astro-ph/1306.4053)
- [10] Bednarek, W., 2012, J. Phys. G., 23, 065001
- [11] Kashiyama, K., Ioka, K., & Mészáros, P., 2013, ApJ, 776, L39
- [12] Cowsik, R., 1971, International Cosmic Ray Conference, 1,329
- [13] Kashiyama, K., Ioka, K., & Kawanaka, N., 2011, PRD, 83, 023002
- [14] Harayama, A., Terada, Y., Ishida, M., 2013, PASJ, 65, 73
- [15] Kawka, A., Vennes, S., & Thorstensen, J. R., 2004, AJ, 127, 1702

2.1.4. パルサー星雲

Crab パルサー(2.1.2 章参照)の周りに形成されている Crab Nebula に代表されるパルサー星雲は、パルサーの周りで見られる数光年にも広がった天体であり、パルサーからのエネルギー供給によって輝いている[1]。パルサーから解放される回転エネルギーのうち、パルス成分として放射で消費されているエネルギーはそのごく一部であり、特に回転光度の大きなパルサーの場合は高々数%程度である。残りの大部分は“パルサー風”と呼ばれるプラズマのエネルギーとして放出されている。パルサー風は磁気圏内で作られた電子陽電子から成る相対論的な速さで吹くプラズマ風であり、その速さはほぼ光速で、ローレンツ因子にして 10^6 にも及ぶと考えられている。このパルサー風は周囲の星間物質などと相互作用することで、衝撃波を形成する[2,3]。衝撃波を経て運動エネルギーが内部エネルギーに転換され、シンクロトロン放射及び逆コンプトン散乱で輝く天体、パルサー星雲、として観測される[4,5]。

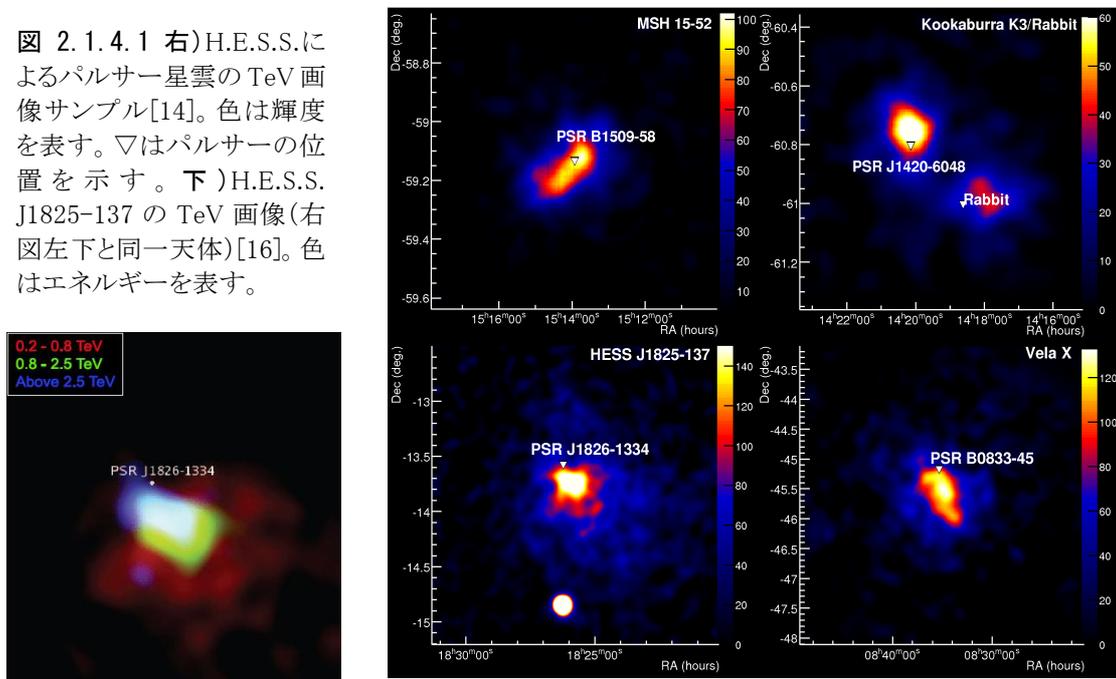
超新星残骸(2.1.1 章参照)のエネルギー源である超新星爆発に比べて、パルサー星雲のエネルギー源であるパルサーのエネルギーは非常に小さい。それにも関わらず、パルサー星雲は他波長で同定された銀河系内の TeV ガンマ線天体の中で最大種を成し[6]、CTA による銀河系内サーベイ(2.1.8 章参照)で多数見つかると思われる。このことはパルサー星雲が天然の加速器として、非常に効率よく相対論的粒子を生成し、放射に転換していることを示している。パルサー星雲の存在感は、フェルミガンマ線宇宙望遠鏡などで見える GeV ガンマ線に比べて[7]、TeV ガンマ線により一層際立ち、CTA による TeV ガンマ線観測に対して大きな期待が寄せられる。

パルサー星雲の粒子加速器としての定性的な振る舞いについては、近年の TeV ガンマ線観測を用いた研究で大きく前進している。電波から X 線に渡るシンクロトロン放射に加えて、ガンマ線領域で卓越する逆コンプトン散乱成分の観測によって、パルサー星雲の保持する磁場と電子陽電子のエネルギーを独立に見積もることが可能になった[8,9,10,11]。最近の研究の一つとして、MAGIC によって新しく TeV ガンマ線放射が発見された 3C58 というパルサー星雲について、ガンマ線放射モデルとの比較から、その中心パルサーの年齢と「明月記」などの歴史書に残る超新星 SN1181 との対応について議論したものなどがある[12,13]。CTA による多数のパルサー星雲の観測は、パルサー星雲に留まらず、2.1.2 章にも述べられているパルサーやその磁気圏、パルサー風の物理の理解に不可欠である。

CTA によるこれまでにない高角度分解能観測も、パルサー星雲の研究において大きな位置を占める。歴史的に先行した電波や X 線観測において、パルサー星雲は空間的

に広がった放射が検出できる天体である。ガンマ線帯域での観測に関しては、H.E.S.S.による地上チェレンコフ望遠鏡のステレオ観測によって、TeV ガンマ線でのイメージが得られるようになってきた(図 2.1.4.1)[14,15]。シンクロトロン成分に対して、逆コンプトン成分という放射過程の違う二つの成分でパルサー星雲の空間構造を調べることで、パルサーから供給された高エネルギー粒子の空間伝播、特に拡散過程の重要性など、の議論が可能となる[17, 18]。また、パルサー星雲は 2.4.4 章でも取り上げられている宇宙線電子・陽電子に見つかった超過成分を説明するための候補天体であり[19]、拡散過程によって高エネルギー粒子がパルサー星雲からどのように逃走するか、という議論が鍵となる。

図 2.1.4.1 右)H.E.S.S.によるパルサー星雲の TeV 画像サンプル[14]。色は輝度を表す。▽はパルサーの位置を示す。下)H.E.S.S. J1825-137 の TeV 画像(右図左下と同一天体)[16]。色はエネルギーを表す。



TeV ガンマ線源のうち、他波長で同定されない“TeV 未同定天体”は、パルサー星雲と同程度の割合を占め、無視できない存在感を持つ[6]。パルサー星雲が TeV ガンマ線領域で非常に効率のよい加速器であることから、TeV 未同定天体の多くの正体がパルサー星雲でないかと考えられている[20]。理論的な研究においては、X線放射粒子の寿命が TeV 放射粒子よりも短いことと年齢を経るにつれ磁場が弱くなることから、年老いたパルサー星雲では相対的に TeV ガンマ線が卓越してくると予想されている[9,16]。一方、観測的には TeV 放射がパルサーやX線シンクロトロン成分に対してオフセットしている天体(図 2.1.4.1)[14]が見つかっており、パルサーがその固有運動により若いころに形成したパルサー星雲から抜け出すことで、取り残された TeV パルサー星雲だけが

観測される可能性が示唆される。CTA で TeV パルサー星雲の素性を明らかにすることで、この TeV 未同定天体の正体にも迫ることができるであろう。

最後に最近の話題として、2011 年に AGILE やフェルミガンマ線宇宙望遠鏡によって報告された Crab Nebula からの GeV ガンマ線フレアを挙げる[21,22]。Crab Nebula は、これまで光度変動しない天体とされており、特に X 線以上の高エネルギー天体観測においては、感度の較正にも用いられてきた。人類が最もよく観測してきた高エネルギー天体から見つかったこの現象は、放射領域の相対論的運動の効果、磁気リコネクション、ジッター放射など多くのモデルが提唱されているが解決に至っていない[23,24,25]。この現象に関して例えば、放射領域の相対論的運動効果のモデルでは、GeV ガンマ線放射と同期した TeV ガンマ線の変動が予想されており、CTA による Crab Nebula のフレアの観測が重要な示唆を与える可能性がある。

Reference

- [1] Hester, J. J. 2008, ARA&A, 46, 172
- [2] Rees, M. J. & Gunn, J. E. 1974, MNRAS, 167, 1
- [3] Kennel, C. F. & Coroniti, F. V. 1984, ApJ, 283, 694
- [4] Kennel, C. F. & Coroniti, F. V. 1984, ApJ, 283, 710
- [5] Atoyan, A. M., & Aharonian, F. A. 1996, MNRAS, 278, 525
- [6] <http://tevcat.uchicago.edu/>
- [7] Ackermann, M., et al. 2013, ApJS, 209,34
- [8] Gelfand, F. D., et al. 2009, ApJ, 703, 2051
- [9] Tanaka, S. J. & Takahara, F. 2010, ApJ, 715, 1248
- [10] Bucciantini, N., et al. 2011, MNRAS, 401, 381
- [11] Martin, J., et al. 2012, MNRAS, 427, 415
- [12] MAGIC Collaboration, 2014, arXiv:1405.6074
- [13] Tanaka, S., J., & Takahara, F. 2013, MNRAS, 429, 2945
- [14] Funk, S. 2008, Adv. Space Res., 41, 464
- [15] Aharonian, F. et al. 2006, A&A, 460, 365
- [16] de Jager, O. C. & Djannati-Ataï, A. 2008, in "Neutron Stars and Pulsars, 40 years after the discovery", ed. W. Becker
- [17] Tang, X., & Chevalier, R. A. 2012, ApJ, 752, 83
- [18] Vorster, M. J., & Moraal, H. 2013, ApJ, 765, 30
- [19] Kawanaka, N., Ioka, K., & Nojiri, M. M. 2010, ApJ 710, 958

- [20] de Ona-Wilhelmi, et al. 2013, *Astropart. Phys.*, 43, 287
 [21] Tavani, M., et al. 2011, *Sci.*, 331, 736
 [22] Abdo, et al. 2011, *Sci.*, 331, 739
 [23] Kohri, K., Ohira, Y., & Ioka, K. 2012, *MNRAS*, 424, 2249
 [24] Cerutti, B., et al. 2012, *ApJ*, 746, 148
 [25] Teraki, Y., & Takahara, F. 2013, *ApJ*, 763, 131

2.1.5. 連星

連星の中には、GeV 領域と TeV 領域のガンマ線を放射している天体が見つまっている。その中には、公転周期に連動して放射しているもの、間欠的（フレアー的）に放射しているものなどがあり、現在までに様々な観測的、理論的な研究が行われている。

天体名	GeV	TeV	軌道周期	連星系の種類
PSR B1259-63/LS2883	☆?	◎	3.4 年	中性子星-大質量星
LS 5039	◎	◎	3.9 日	?-大質量星
LS I +61° 303	◎	◎	26.5 日	?-大質量星
Cygnus X-1	☆	☆	5.6 日	ブラックホール-大質量星
Cygnus X-3	☆		4.79 時間	ブラックホール-大質量星
HESS J0632+057		◎	321±5 日	?-大質量星
1FGL J1018.6-5856	◎	○?	16.6 日	?-大質量星
η Carinae	○☆		5.54 年	大質量星-大質量星

表 2.1.5.1 GeV-TeV 領域でガンマ線の放射が確認されている連星。○は定常的な放射、◎は公転周期に連動した放射、☆は間欠的な放射が確認されている。また、各天体の軌道周期をまとめた。[1][2][3]

2010 年頃までは、PSR B1259-63/SS2883、LS 5039、LS I +61° 303、Cygnus X-1 の 4 天体が TeV ガンマ線連星として知られていた。いずれも、高密度天体（中性子星、ブラックホール）と大質量星（O 型星、Be 型星）の連星系である[1]。2010 年以降、この 4 天体に加えて、他波長で未同定の TeV ガンマ線天体 HESS J0632+057 が Be 型大質量星 MWC 148 の方向にあることから、TeV ガンマ線連星と推定され[4]、その後の長期にわたる複数 TeV ガンマ線望遠鏡による観測から X 線放射と同期した周期性があることが示されている[5]。また、フェルミガンマ線宇宙望遠鏡の観測から、1FGL J1018.6-5856 と η Carinae の二つの連星から GeV ガンマ線の放射が確認されている。1FGL

J1018.6-5856 からの放射は、X 線放射と同期した周期性があることが示されており、他波長で未同定の TeV ガンマ線天体 HESS J1018-589 との一致も議論されている[5]。

それぞれのソースの時間変動の顕著な特徴を挙げると、PSR B1259-63/SS2883 は電波、X 線、TeV ガンマ線に共通して、近星点通過の前後にふたつピークを持つ。LS 5039 は、X 線-TeV ガンマ線に相関が、GeV-TeV ガンマ線に反相関がある[7]。LS I +61° 303、Cygnus X-1 には、X 線で間欠的な放射が報告されている。

高密度天体（中性子星、ブラックホール）と大質量星（Be 型星、O 型星）の TeV ガンマ線連星では、①ジェットからのガンマ線放射モデルと、②高密度天体と Be 型星の円盤との相互作用によるガンマ線放射モデルが提唱されている。しかし、いずれのモデルも細部に検討の余地があり確証を得るに至っていない[8]。

また、大質量星同士の連星である η Carinae では、大質量星からの星風同士が衝突し、ガンマ線放射を担う高エネルギーの粒子を作り出していると予測されている。しかし、現在の星風と粒子加速の理論では、観測されている放射を作り出すにはエネルギーと加速効率が十分ではなく、観測的な事実の積み重ねによる検証が必要とされている。

CTA では、これらの既存の TeV ガンマ線連星の放射の時間変化、フラックスのエネルギー分布を詳細に観測する事により、放射モデルを確定することが期待されている。PSR B1259-63/LS2883 は近星点前後の数日で著しい変化を示し、LS 5039、LS I +61° 303、Cygnus X-1、1FGL J1018.6-5856 は数日の軌道周期に同期して時間変化を示し、また、中には 1 日スケールで間欠的な放射をするものもあることから、日単位での時間変動の観測が重要である。CTA のような解像型空気チェレンコフ望遠鏡では、数時間～数日の時間変動の観測を得意としているため、こうした観測に適している。また、LS 5039、HESS J0632+057 からの放射は高エネルギーのガンマ線が比較的多いエネルギー分布を持つので、CTA の高エネルギー領域の観測が有用である。さらに、現在は TeV ガンマ線が検出されていなくても、同様に高エネルギーのガンマ線が多いエネルギー分布を持つ連星が多数存在すれば、高エネルギー領域の観測で発見される可能性が高い。さらに、HESS J0632+057、1FGL J1018.6-5856 の発見の経緯を考えると、CTA によって TeV 領域で新天体が多数発見されることも期待されている。多数の TeV ガンマ線連星が見つければ、物理現象の統計的な扱いも可能となる。

こうした TeV ガンマ線連星の物理過程が明らかになることで、放射を担う高エネルギー粒子の生成過程が明らかになると期待される。公転軌道の離心率の大きな PSR B1259-63/SS2883 と LS 5039 では、高エネルギー粒子生成の環境が 1 周期の間に大きく変化するため、ひとつの天体で様々な物理状態を検証出来る。これにより、現在でも謎の多い宇宙線加速過程の解明の手助けになると期待される。また、単独の星の研究から

では、中性子星からのパルサー風の構造、O型星、Be型星からの星風の構造、Be型星の円盤の構造を調べる事は難しく、理解されていないことが多くあり、TeVガンマ線連星の放射機構の解明がこうした星の大気の構造理解の手助けになると期待される。

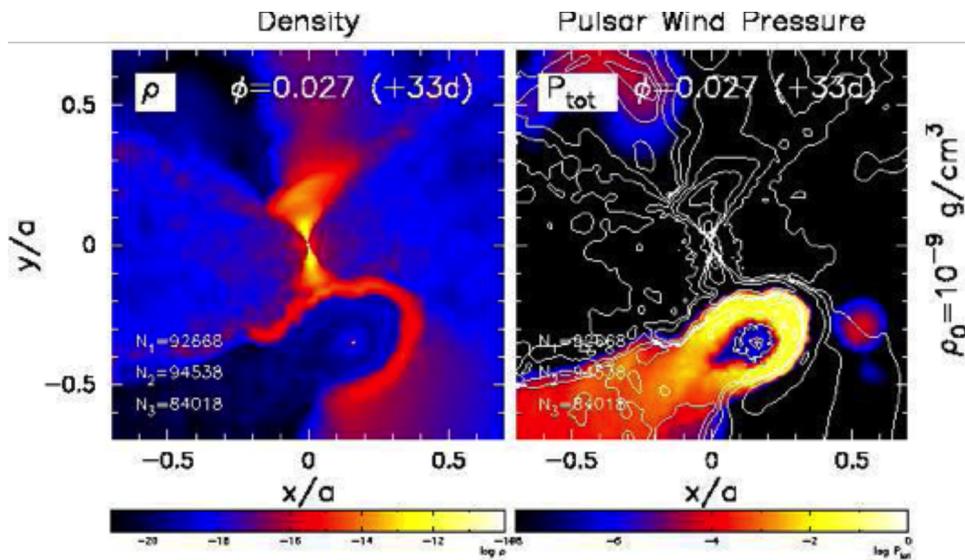


図 2.1.5.1 パルサーと Be 型星円盤の相互作用の 3 次元シミュレーションの結果を軌道面に垂直な方向から見た図。近星点通過後 33 日の様子。左が密度、右が圧力を示している。パルサーはやや右下にあり、その周りに空洞状の構造が出来て圧力が閉じ込められていることが分かる [15]。

日本において、TeVガンマ線連星の研究では、Hirayama (1999) らによって、X線観測衛星 ASCA の観測データを用いて PSR B1259-63/SS2883 の X線フラックス、フラックスのエネルギー依存のベキ指数、X線吸収の軌道位相における変化を調べた先駆的な研究 [9] がなされている。近年においては X線観測衛星 Suzaku の観測結果を用いて PSR B1259-63/SS2883 [10]、LS 5039 [11] [12] の軌道位相における様々なパラメーターの変化の詳細な研究が行われている。また GeV 領域のフェルミガンマ線宇宙望遠鏡の研究グループにおいても日本のグループが大きく貢献している ([8] とその reference 論文)。従って、CTA による TeV 領域の観測結果を、X線観測衛星 Suzaku、フェルミガンマ線宇宙望遠鏡による GeV 領域の結果に照らし合わせて研究を行う環境が整っている。さらに X線領域においては、次期計画である ASTRO-H との共同観測も計画されている [2]。一方、理論研究においても、PSR B1259-63/SS2883 が近星点通過前後でピークを持つと予測した先駆的な研究 [12] がある。さらに、高密度天体と Be 型星円盤の相互作用を 3 次元シミュレーションして LS I +61° 303 に適用した研究が世界に先駆けて、日本人を中

心とした研究グループによって行われている[14]。また、この研究を B1259-63/SS2883 に適用した研究[15]から、近星点通過後にパルサーと Be 型星円盤の相互作用から空洞が作られ、放射エネルギー（圧力）を閉じ込める効果と放射領域を稼ぐ効果により、大きな放射を作ることが示されている（図 2.1.5.1）。

Reference

- [1] Paredes, J.M., 2008, AIPC, 1085, 157-168 (arXiv:0810.4428)とその references
- [2] Paredes, J.M. et al., 2013, Astropart. Phys., 43, 301-316 とその references
- [3] Paredes, J.M. et al., In Proceedings of the 33rd International Cosmic Ray Conference (ICRC2013), Rio de Janeiro (Brazil), C13-07-02 (2013arXiv1307.3048P)とその references
- [4] Hinton, J. A. et al., 2009, ApJ, 690, L101-L104
- [5] VERITAS Collaboration, ApJ in print (arXiv:1311.6083)
- [6] Fermi LAT Collaboration, Ackermann, M., et al., 2012, Science, 335, 189 - 193
- [7] Abdo, A.A., et al., 2009, ApJ, 706, L56 - L61
- [8] Mirabel, I.F., 2006, Science, 312, 1759 - 1760
- [9] Hirayama, M., et al., 1999, ApJ, 521, 718 - 722
- [10] Uchiyama, Y., et al., 2009, ApJ, 698, 911 - 921
- [11] Takahashi, T., et al., 2009, ApJ, 697, 592 - 600
- [12] Kishishita, T., et al., 2009, ApJ, 697, L1 - L5
- [13] Kawachi, A., Naito, T., et al., 2004, ApJ, 607, 949 - 958
- [14] Romero, G. E., Okazaki, A. T., et al., 2007, A&A, 47,4 15 - 22
- [15] Takata, J., et al. 2012, ApJ, 750, 70 - 79

2.1.6. 天の川銀河の中心領域

天の川銀河の中心（以下、銀河中心）は太陽の約 400 万倍の質量を持つ超巨大ブラックホール「射手座 A*」をもつ。太陽系に最も近い超巨大ブラックホールであり、それ故、最も確実なブラックホール物理学が可能である。また、その超巨大ブラックホールを中心とする半径 700 光年は「銀河中心領域」と呼ばれる。天の川銀河全体の平均の 1000 倍のレートの星生成活動、100 倍強い磁場 ($\sim 100 \mu\text{G}$)、数多くの超新星残骸とパルサー星雲、中性子星やブラックホールなどの X 線星、約 1 億度の高温プラズマなどを擁する高エネルギー天体の宝庫である。また、銀河系外由来の最高エネルギー宇宙線は、超巨大ブラックホールや銀河の中心領域に起源を持つ可能性がある。従って天の川の銀河中心領域の研究はその解明に繋がる。

図 2.1.6.1 に示すように、近年のチェレンコフ望遠鏡の観測により銀河系中心方向から TeV ガンマ線が観測されている[1,2,3]。その正体として射手座 A*、超新星残骸、パルサー星雲、さらにはダークマターからの崩壊・対消滅ガンマ線が議論されているが、未だ謎である。この放射起源を解明するには以下の 2 つが鍵となる。時間変動を捉えること、そして広いガンマ線帯域でスペクトルをとることである。ダークマターや超新星残骸、パルサー星雲が起源ならば、数時間以下の時間変動はしない。一方で、射手座 A*の活動による放射であれば、数分から数時間の時間変動が期待される。実際に、赤外線や X 線では**射手座 A***から数十%の強度変動が数分のタイムスケールで検出されている[4]。現状ではガンマ線の変動は確認されていないが、CTA なら X 線で見られているのと同程度の変動でも分解できる性能を備えており、起源天体に関する重要な情報を与えてくれるだろう。変動が検出されずとも、10GeV から数 10TeV にわたる広いガンマ線領域からの放射が発見されれば、ダークマターの質量と同程度のエネルギーのガンマ線を放射するダークマター説で説明するのは難しい。したがって、CTA による時間変動とスペクトルの観測で銀河系中心からのガンマ線起源に迫ることが出来る。

図 2.1.6.2 は H.E.S.S.望遠鏡が発見した銀河中心領域の巨大分子雲が放射する拡散 TeV ガンマ線である(以下、ガンマ線分子雲)[5]。絶対温度 10K の巨大分子雲が自ら TeV ガンマ線を放射する事はない。従って、高エネルギー陽子が巨大分子雲に照射されている結果だと考えられている。その照射源は銀河中心領域の様々な高エネルギー天体および射手座 A*の可能性もある。その解明には、同じ分子雲で高エネルギー現象が観測されている X 線帯域との共同研究が鍵を握る。これまでに日本の X 線天文衛星「あすか」「すざく」はガンマ線分子雲から中性鉄 K 輝線を検出し(図 2.1.6.2)、さらに輝線強度が年のスケールで時間的に変化している事を発見した[6,7](図 2.1.6.3)。X 線照射源は射手

座 A*であるとする説が有力である。すなわち、現在は大変暗い射手座 A*であるが、100-600 年前には現在の 100 万倍の活動性を持ち、しかも年のスケールで変動していたことを意味する。

ガンマ線分子雲の高エネルギー粒子の加速源の解明には CTA および、同時期に実現する唯一の大型 X 線衛星である日本の ASTRO-H の共同研究が特に有用である。数年間に渡るガンマ線分子雲の共同モニター観測から両者が同じ時間変化を示せば、ガンマ線分子雲を照射する陽子の加速源が射手座 A*だと結論できる。また、高エネルギー陽子の衝突で生ずる鉄 K 輝線ドップラーを ASTRO-H で検出し、MeV 帯域の宇宙線強度を測定する。CTA の TeV 帯域の結果と付き合わせる事で、世界に先駆けて MeV から TeV に渡る宇宙線密度・スペクトルの空間分布を得られる。以上から、銀河中心領域の加速天体の正体とそのメカニズムに迫る事が可能になる。

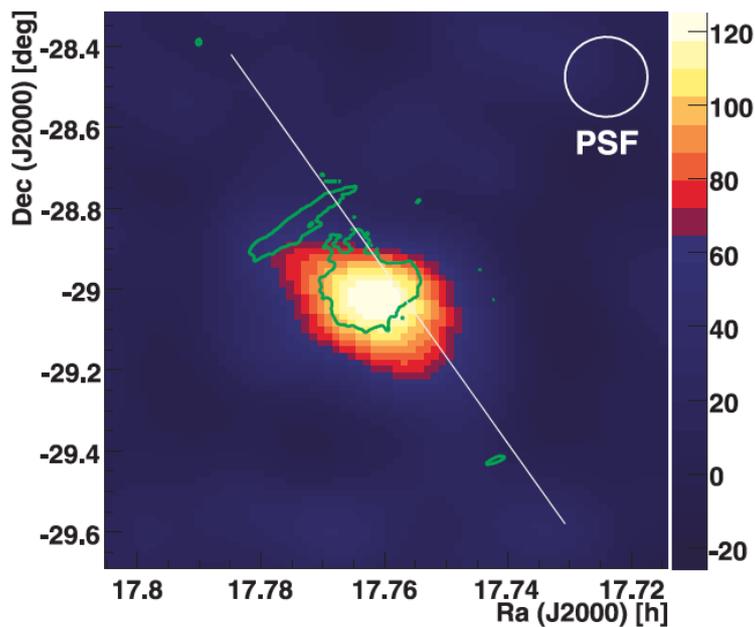


図 2.1.6.1: 銀河系中心方向のガンマ線強度マップ [3]。カラーがガンマ線強度。緑は電波の強度分布。白直線は銀河面。

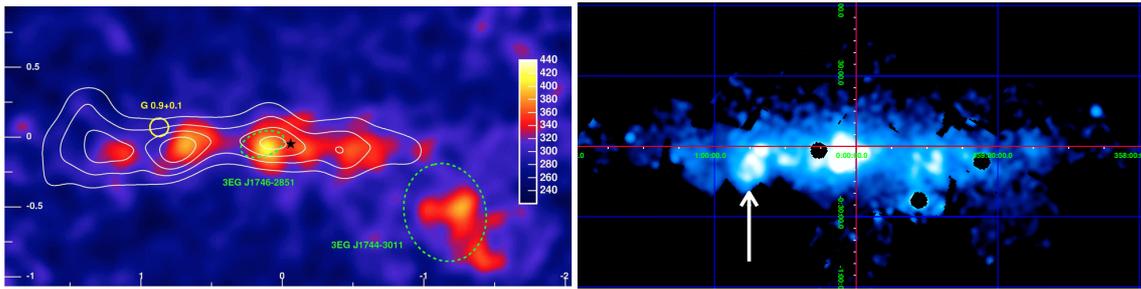


図 2.1.6.2: H.E.S.S. で観測した銀河中心領域の TeV ガンマ線画像(左)と[5]、「すぎく」衛星で得た中性鉄輝線 (6.4keV 輝線)の画像(右)[7]。矢印は「すぎく」によってX線で時間変動を発見した射手座 B2 領域である(図 2.1.6.3 参照)。3カ所ある黒い丸は明るいX線星があるため、マスクした領域である。

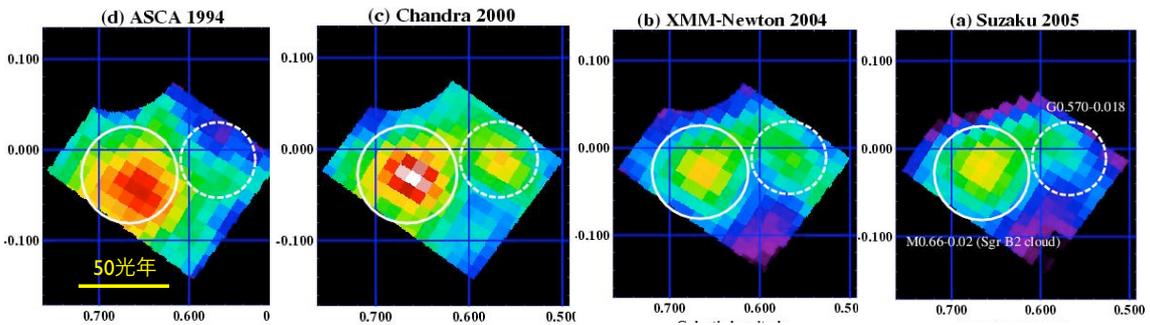


図 2.1.6.3: 1994 年から 2005 年に亘って得た射手座 B2 領域の鉄輝線帯域の画像 [8]。左より、1994 年「あすか」、2000 年「チャンドラ」、2004 年「XMM ニュートン」、2005 年「すぎく」。時間的に鉄輝線強度が変化している事がわかる。

Reference

- [1] Kosack, K. et al. 2004, ApJ, 608, L97
- [2] Aharonian, F. et al., 2004, A&A, 425, L13
- [3] Albert, J. et al., 2006, ApJ, 638, L101
- [4] Aschenbach, B., Grosso, N., Porquet, D., Predehl, P. et al. 2004, A&A, 417, 71
- [5] Aharonian, F. et al. 2006, Nature, 439, 695
- [6] Koyama, K. et al. 1996, PASJ, 48, 249
- [7] 「すぎく」銀河中心領域チーム
- [8] Inui, T., et al. 2009, PASJ, 61, S241

2.1.7. 拡散ガンマ線

2.1 章でも述べたように宇宙線発見からすでに一世紀が経とうとしている。1930-1950年代の新粒子発見の「黄金時代」を経て、その後宇宙線研究の重点は次第に起源、加速、伝播機構へ向けられ、粒子線天文学というかたちで発展していくことになる。もちろん、加速器では到底得られないエネルギー領域での核相互作用の研究もその後進められ、それは超高エネルギー宇宙線観測技術（大気シンチレーション光、チェレンコフ光）と解析技術（一次宇宙線エネルギー決定、組成の弁別等）の発展を生み、今日のガンマ線天文学につながっていくわけである。これらの技術開発には日本の宇宙線研究者が先駆的役割を果たし [1, 2]、世界の宇宙線研究をリードしてきた。

そうした意味で CTA-Japan がその伝統を引き継ぎ、超高エネルギーガンマ線天文学の分野で世界をリードする環境は整っている。実際、CTA の研究目標の一つである宇宙線加速については、世界に先駆けて日本のグループがその「加速現場」を「見る」ことに成功し関連研究者を驚かせたのは記憶に新しい (2.1 章の文献参照)。CTA は、「見る」という現象論的世界から、加速領域への粒子注入、そこからの脱出、あるいは電子、陽子加速限界、... 等本質論的世界の窓を開こうとしているのである。

さて、加速現場の直接観測がガンマ線天文学の最大の目標であることはいうまでもないが、こうした「ピンポイント」観測と同時にいわゆる「拡散ガンマ線」（点源ではなく銀河面のような広がった領域からくるガンマ線）観測も貴重な情報をもたらす。ピンポイント観測と拡散ガンマ線観測はある意味で相補的である。つまり、前者は宇宙線源での「生の姿」（場所、エネルギースペクトル、組成等）を見ているのに対し、後者はそれらの重ね合わせとして、銀河系内（あるいは系外）全体の物質（殆んどが水素原子、水素分子; Interstellar Matter [ISM]) そして放射場（磁場、紫外-可視-赤外、宇宙背景放射; Interstellar Radiation Field [ISRF]) という媒質が複雑に絡んだかたちで見ている。従って媒質が絡むという意味では、観測結果の解釈には媒質のモデル（空間分布、温度分布、組成分布等）が入るため、高エネルギー天体現象の素過程を引き出すのは困難である。しかし近年の電波、赤外線観測の発展に伴い、ISM, ISRF 構造の詳細が次第に明らかになり [3]、宇宙線伝播モデルの不確定性は格段に減ってきた。逆に宇宙線、拡散ガンマ線の観測から ISM, ISRF の平均描像を構築することは可能であり、電波、赤外線観測による局所的微細構造とつきあわせることは重要な意味がある。銀河系内媒質の微細構造とともに、媒質の全体像を構築することも銀河構造を理解する上で大切なことである。

さて拡散ガンマ線の起源は基本的には3つにまとめられよう; ①宇宙線電子（とわず

かな陽電子)、②宇宙線核 (殆どが陽子で、他にヘリウム核、炭素核等の裸の原子核)、そして③銀河系外拡散ガンマ線 (ブレーザーが主要成分と考えられているが、最近では観測、理論とも異なる可能性が報告されている)、である。さらに 2.11 章でも述べているように、④ダークマターの対消滅・崩壊、も拡散ガンマ線の中に”顔”を出す可能性がある。実際、最近の電子、陽電子観測からそのシグナルと解釈できる報告もいくつかあり [4, 5, 6]、ダークマターの崩壊様式、質量等についていろいろな可能性が議論されている。ただ、FERMI [7] 衛星の観測は ATIC [5]、PPB-BETS [6] の気球観測結果とずれがあり、近傍天体 (SNR, PWN 等) からの寄与が観測にかかっていると報告もある。詳しくは 2.2、2.11 章にまとめられている。

このうち①についての素過程は ISM との衝突による制動放射、ISRF との衝突による逆コンプトン、②については ISM との衝突による $\pi^0 \Rightarrow 2\gamma$ であるが、制動放射、逆コンプトン過程によるガンマ線の生成断面積の不確定性は全くない。一方後者についてはいろいろなモデル (あるいはシミュレーションコード) があるが [8, 9, 10]、まだ確立した生成断面積はない。

これまでの EGRET, FERMI が対象としてきた拡線ガンマ線エネルギー領域はたかだか 30MeV-50GeV 程度なので、②に対する生成断面積のモデルの違いはそれほど大きくない。つまり銀河空間中でのガンマ線生成率 (emissivity) は、低エネルギー領域では殆んどガンマ線の平均多重度だけで決まり、それは入射エネルギーに対し対数依存程度の変化でしかない。しかし、CTA では TeV 領域のガンマ線を観測対象とするので、モデルの違いは大きくなる。高エネルギー領域では多重度よりも、最前方でのガンマ線のエネルギースペクトルの形状が決定的である。現在まで、入射陽子の運動エネルギーにして 1 GeV-1 PeV 領域で加速器データ [10 で引用されている文献参照]、そして宇宙線データ [11] があり、現在稼働し始めた LHC により近い将来 100PeV 領域まで統一的な断面積が得られるであろう。従って、こうした実験データに基づいたガンマ線の生成断面積モデルの再構築を早急に行っておく必要がある。

拡線ガンマ線はこれまで衛星観測によって貴重なデータが得られてきた。もちろん地上観測でも行われてきたが、残念ながら殆ど上限値のみのデータ [12] である。これに対して CTA は初めて TeV 領域での拡線ガンマ線スペクトルを明らかにしようとしている。TeV 領域の拡線ガンマ線観測における到来方向とエネルギー帯によって電子起源 (逆コンプトン)、陽子起源 ($\pi^0 \Rightarrow 2\gamma$) の選別が可能になってくる。それにより電子、陽子の加速限界が明らかにされ、そして伝播モデルの検証にも貴重な情報を与える。幸いなことに現在周回中の PAMELA [13]、今秋打ち上げ予定の AMS02 [14] により 500 GeV 領域の宇宙線反陽子、1 TeV 領域の boron/carbon 比、そして数 GeV 領域の宇宙線

アイソトープのデータが蓄積され、伝播モデルに対してより厳しい制限を与えるであろう。これは銀河系外拡散 γ 線スペクトルの定量的議論にも欠かせない。

現在、衛星観測と地上観測のエネルギー領域は完全に重なり、energy calibration という厄介な作業に惑わされることがなくなった。CTA が本格的に稼働すれば超高エネルギー γ 線天文学の新しい窓が開かれることは間違いない。

参考文献

- [1] 小田 稔、菅浩一、「乗鞍シンポジウム報告」、宇宙線研究、3, No.5, 449(1958)
- [2] 棚橋五郎、「科学」、40, 294(1970)
- [3] Porter, T. A. et al., 2008, ApJ, 682, 400 の文献参照
- [4]Adriani, O. et al., 2009, Phys. Rev. Lett., 102, 051101
- [5] Chang, J. et al., 2008, Nature, 456, 362
- [6] Torii, S. et al., 2006, Adv. Polar Upper Atmos. Res., 20, 52
- [7] Abdo, A. A. et al., 2009, Phys. Rev. Lett., 102, 181101
- [8] Kamae, T. et al., ApJ, 620, 244
- [9] Mori, M. 1997, ApJ, 478, 225
- [10] Suzuki, R., 2005, Astrop. Phys., 23, 510
- [11] 文献[10]中の Santos et al. の宇宙線データ参照
- [12] Shibata, T. et al., Astrop. Phys. 27, 411 中の空気シャワーデータ参照
- [13] Adriani, O. et al., 2010, <http://arxiv.org/abs/1007.0821>
- [14] Bindi, V. 2009, Nucl. Instr. and Method A, doi:10.1016/j.nima.2009.10.090

2.1.8. 銀河系内サーベイ

望遠鏡で空を観測するとき、大まかに2通りの方法がある。一つは、すでに天体が存在するとわかっている領域を見に行くポインティング観測、もう一つは広い領域を一様に観測するサーベイ観測である。サーベイ観測の最大の利点は、予期しなかった天体の発見につながる可能性があることである。実際に、TeVガンマ線望遠鏡のH.E.S.S.による銀河系内サーベイは、沢山の予期せぬTeVガンマ線源を発見した[1,2,3]。そのいくつかは、未だ他の波長では観測されていないTeV未同定天体である。このTeV未同定天体は、少なくとも荷電粒子をTeVのエネルギーにまで加速しているにもかかわらず他の波長域で観測されないことから、暗黒加速器とも言われている。その起源については、パルサー星雲や超新星残骸、ガンマ線バースト残骸、宇宙線と相互作用する分子雲ではないかという理論的研究[4,5,6,7,8]があるが、未だ決着はついていない。

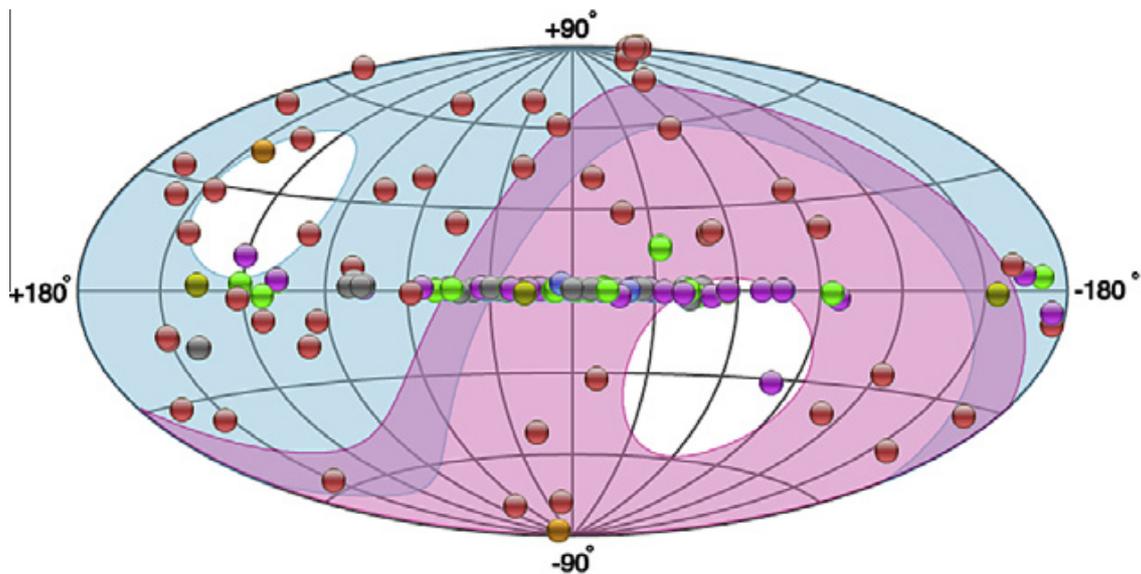


図 2.1.8.1 TeVCat カタログに載っているガンマ線源の全天分布[9]。赤の領域は H. E. S. S. の観測可能領域と、最初に建設予定の南半球の CTA の観測可能領域。青の領域は VERITAS と MAGIC の観測可能領域と、後に建設予定の北半球の CTA の観測可能領域である。丸の色は、天体の種類を表しており、マゼンダがパルサー星雲、緑が超新星残骸、赤が活動銀河核、黄色が連星、オレンジが星形成銀河、青がその他の同定された天体、グレーが未同定天体である。

図 2.1.8.1 は、これまで観測された TeV ガンマ線源の全天分布である[9]。これらの半分以上は、銀河面数度以内に収まっている（全 136 個のうち 69 個が $|\text{bl}| \leq 2^\circ$ に存在する）。これらの銀河面内の TeV ガンマ線源のほとんどは、明るさが時間によらずほぼ一定であり、空間的に広がっているため、銀河系内サーベイはガンマ線源を見落とす事なく、効率よく広い領域を観測する魅力的な観測計画である。

チェレンコフ望遠鏡のイメージングアレイによる初めての TeV ガンマ線の銀河系内サーベイは、H.E.S.S.によって行われた[1]。はじめは 230 時間の観測時間で、 $|\text{ll}| < 30^\circ$, $|\text{bl}| \leq 3^\circ$ の領域（全天の 0.9%）を観測し、17 個のガンマ線源を発見した。そのときの一番暗い天体の TeV ガンマ線のフラックスは 50 mCrab であった。最近の H.E.S.S.による銀河系内サーベイは、1500 時間の観測時間で、 $-90^\circ < \text{l} < 60^\circ$ の領域（全天の 2.2%）を観測し、50 個近いガンマ線源を見つけた。そのフラックスは 20 mCrab くらいまで見ている[10]。水チェレンコフ望遠鏡の Milagro は、2300 日（6.3 年）の観測時間で、 $30^\circ < \text{l} < 120^\circ$, $|\text{bl}| \leq 10^\circ$ （全天の 7.3%）の領域を観測し、20 TeV 以上の光子を 8 個のガンマ線源から観測した。その感度は 200 mCrab で、いくつかの発見したガンマ線源は数度の広がりをもっている[11]。

これまでの TeV ガンマ線望遠鏡に比べ CTA は、感度が 10 倍良くなるだけでなく、観測可能な視野とエネルギー帯域が広がり、角度分解能とエネルギー分解能が良くなる。CTA なら $|\text{ll}| < 60^\circ$, $|\text{bl}| < 2^\circ$ の領域を 250 時間観測すれば、3 mCrab のフラックスまで観測できる[9]。これは一年の観測期間で十分実行可能である。3 mCrab の観測は、現在の TeV ガンマ線望遠鏡で 1 天体を最も深く観測した 200 時間の観測に相当する。CTA による銀河系内サーベイでは、GeV ガンマ線のカタログ（second Fermi/LAT catalog）に載っている 70 天体以上を TeV ガンマ線で観測できると期待される。また、現在の観測されている TeV ガンマ線源の明るさの分布から推測すると、CTA による銀河面サーベイで、約 300 個程度の天体が観測できると期待される。ガンマ線源の分布についての研究ができるようになるだけでなく、これまでになかった面白いガンマ線源を見つけ出すことができ、その後のポインティング観測でより詳細に調べることができる。現在観測されている TeV ガンマ線源の分布は、銀河面の中でも銀河中心に寄っているため、CTA はまず銀河中心方向が観測できる南半球で銀河系内サーベイを行う。

ガンマ線源として超新星残骸とパルサー星雲を仮定した場合の CTA による銀河系内サーベイの予想図が図 2.1.8.2 である[9]。20~70 個の超新星残骸が TeV ガンマ線で観測されると予想される。そのうち 5~15 個の超新星残骸は、形が球殻状とわかりそうであ

る。パルサー星雲は 300~600 個が観測されると予想される。CTA では遠くの天体まで観測できるために、ガンマ線源同士が重なってしまう可能性がある。

銀河系内サーベイは、沢山の超新星残骸やパルサー星雲をポインティング観測することなく観測できるので、観測バイアスのないカタログが作れる。これから、ガンマ線の明るさと天体の年齢や、パルサーの回転エネルギーとの関係などを調べる事ができる。その結果、宇宙線原子核や宇宙線陽電子の起源に迫ることができると期待される。また銀河面サーベイのデータから、宇宙線と分子雲が相互作用しているところからのガンマ線放射や、暗黒加速器からの放射、ガンマ線連星からの放射を探す事もできる。

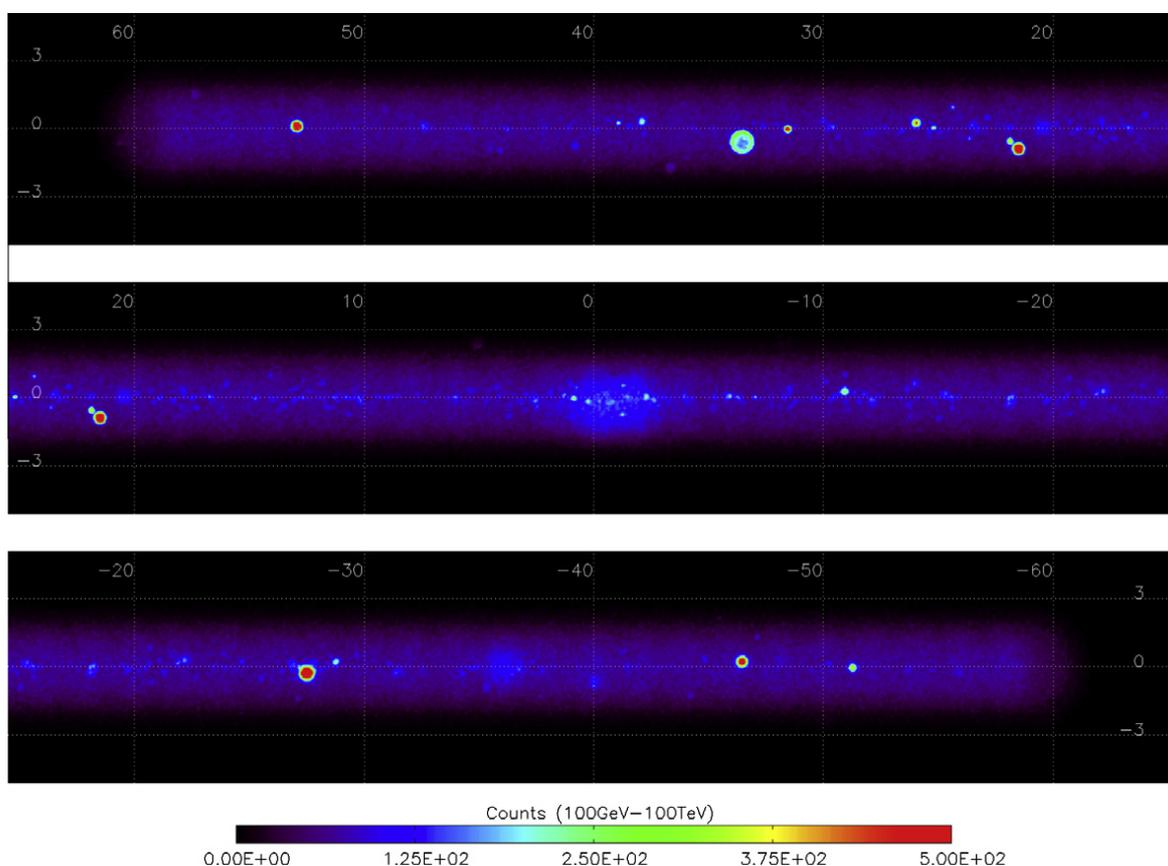


図 2.1.8.2 CTA による $l < 60^\circ$, $|b| < 2^\circ$ の領域の銀河系内サーベイの予想図[9]。

Reference

- [1] Aharonian, F. et al. 2005, Science, 307, 1938
- [2] Aharonian, F. et al. 2006, ApJ, 636, 777
- [3] Aharonian, F. et al. 2008, A&A, 477, 353
- [4] de Jager, O. C. and Djannati-Atai, A. 2008, arXiv:0803.0116

- [5] Yamazaki, R. et al. 2006, MNRAS, 371, 1975
- [6] Ohira, Y. et al. 2012, MNRAS, 427, 91
- [7] Ioka, K. and Meszaros, P. 2010, ApJ 709, 1337
- [8] Gabici, S. et al. 2009, MNRAS, 396, 1629
- [9] Dubus, G. et al. 2013, Astroparticle Physics 43, 317
- [10] Chaves, R. C. G. 2009, arXiv: 0907.0768
- [11] Abdo, A. A. et al. 2007, ApJ, 664, L91

2.1.9. スターバースト銀河

スターバーストは、大質量星（太陽質量の 10 倍以上の質量をもつ星）が短期間に爆発的に形成される現象である。スターバースト銀河の星形成率は、我々の銀河のような通常の銀河の値（約 1 太陽質量/年）と比べると、10 倍から 100 倍程度大きい。その星形成領域の大きさは銀河中心から半径 100 pc から 1 kpc（銀河円盤全体のスケールの百分の一から十分の一）程度であり、また、その継続時間は 10^7 から 10^8 年（宇宙年齢の千分の一から百分の一）という、局所的かつ集中的な現象である。このような現象が起きるためには、分子ガスを中心部に効率的に集める必要があり、銀河どうしの衝突（重力相互作用）が引き金となっていると考えられている。

スターバーストが銀河進化における普遍的な星形成モードの一つであるということは、1983 年に打ち上げられた赤外線天文衛星 IRAS が遠赤外 (FIR) で非常に明るい (10^{11} 太陽光度以上) 銀河を多く検出したことで、広く認識された。スターバーストで形成された大質量星は主に紫外線を放射し、これが星形成領域のダストに吸収され、数十度 K に温められたダストから遠赤外線（波長 $100 \mu\text{m}$ 程度）が再放射される。IRAS によって、さまざまな星形成率の銀河において、熱的な遠赤外放射光度と非熱的な高エネルギー電子による電波（シンクロトロン）放射光度が約 4 桁にも渡って強く相関していること (FIR-radio correlation) が明らかになった [1] が、この相関が成立する理由については現在も議論が継続中である。

このことから分かるように、爆発的な大質量星形成過程とそれに伴う高エネルギー粒子（宇宙線）加速・伝播過程を研究することは、銀河の形成・進化と深く関わっている。銀河進化において基本的な役割を果たす星形成過程と、銀河の星間物質の中でも磁場とともに無視できないエネルギー密度をもつ宇宙線の間には、ミッシングリンクが存在している。CTA 計画では、爆発的な星形成環境下における高エネルギー粒子加速・

伝播過程を解明するために、スターバースト銀河の精密かつ系統的なガンマ線観測を行い、より直接的に高エネルギー粒子加速・伝播過程の情報を得ることを目指す。

スターバースト銀河で爆発的に形成された大質量星は、 10^7 年程度後には次々と超新星爆発を起こす。その超新星発生頻度は典型的には 10 年間で約 1 回であり、高エネルギー粒子の生成率も高いことが期待できる。ガンマ線は主に、加速されたハドロンがスターバースト領域内の密度の高いガスと相互作用して生成されるパイオンの崩壊によって放射される。距離が数 Mpc 以内の近傍スターバースト銀河からの GeV 領域ガンマ線の検出可能性が、早くから予想されていた [2] が、EGRET では感度が足りず、活動銀河核を除く系外銀河ソースとしては、我々の銀河の伴銀河である大マゼラン星雲 (LMC) 以外からはガンマ線を検出できなかった [3]。一方、TeV 領域ガンマ線でも、かに星雲からの信号が検出された 1989 年以来 20 年間は、系外銀河からの TeV 領域ガンマ線の検出は、活動銀河核の活動に関連したものに限られていた。

2009 年ついに、H.E.S.S. と VERITAS は近傍スターバースト銀河 NGC 253 [4] と M82 [5] の 100 時間を超える TeV 領域ガンマ線観測によって、0.3% ($>220\text{GeV}$) と 0.9% ($>700\text{GeV}$) Crab フラックス (かに星雲の TeV 領域ガンマ線のフラックスを 1 としたもの) のガンマ線の検出に成功した。また、GeV 領域ガンマ線でも、2008 年に打ち上げられた Fermi 衛星の約 1 年分のデータから 0.2GeV から 20GeV までのガンマ線が検出された [6]。これら近傍の二つの典型的なスターバースト銀河で GeV と TeV 領域のガンマ線データが同時に得られたことで、我々の銀河を含めた星形成率の異なった銀河間での高エネルギー粒子加速・伝播過程の比較が可能になったという意義は大きい。

観測された NGC 253 と M82 のガンマ線放射はハドロン起源によるものと考えられる。そのエネルギー密度は、我々の銀河の宇宙線のエネルギー密度より 10 から 100 倍程度大きい。また、そのフラックス値は、スターバースト領域内で加速されたハドロンがその領域内から外に逃げ出す前にガンマ線放射によって全エネルギーを失う (“calorimetry”) というモデル (図 2.8.1 の横軸に平行な点線) で、ほぼ説明が可能である [7]。しかしながら、NGC 253 のガンマ線フラックスは、“calorimetry” より小さい傾向にあることが指摘されている [4,7]。単純に“calorimetry” という描像が成立しているかどうかは、加速されたハドロンの伝播過程に依存する。スターバースト領域内のガス

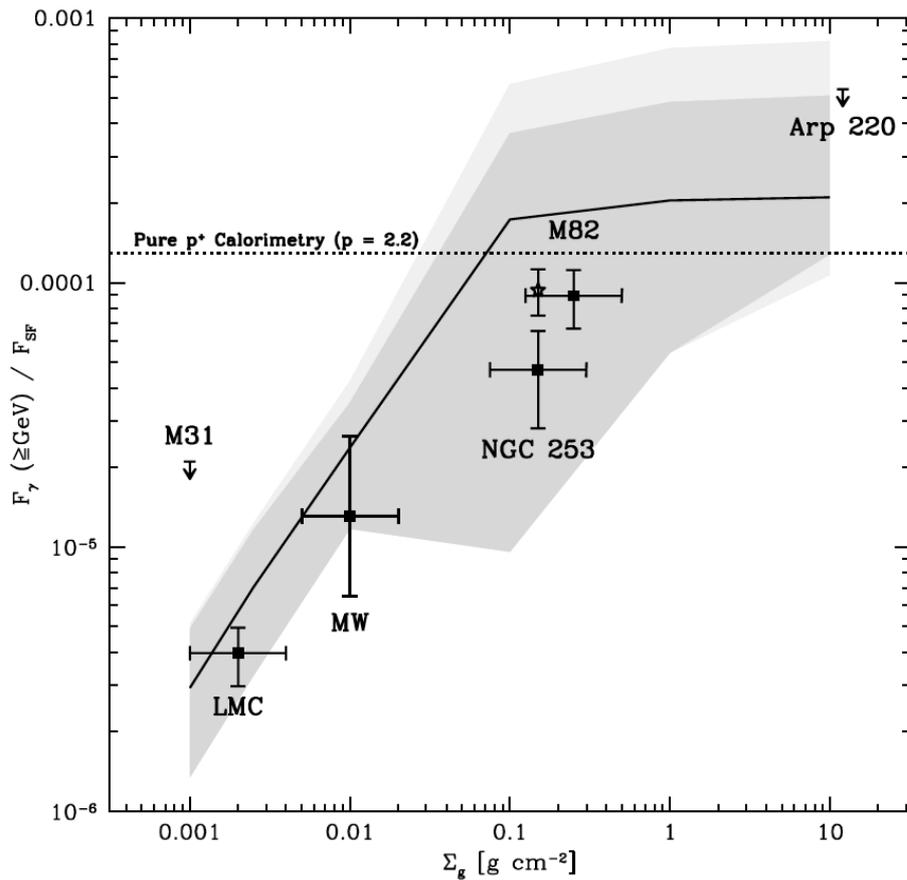


図 2.8.1 星形成領域の柱密度対して、GeV 以上のガンマ線フラックスと遠赤外線フラックスの比を、LMC、Milky Way、M31、NGC 253、M82、Arp 220 についてプロットしたもの [7]。

密度の非一様性、平均磁場の構造や強度、磁場の乱れ、連鎖的な超新星爆発によって発生した銀河風の速度構造など多くのパラメータが、加速されたハドロン伝播過程と関係している。これらの物理パラメータを制限するために、多波長の観測データを蓄積して精査することも必要なアプローチだが、より直接的なのは、CTA 計画で数 10 GeV から 100 TeV 領域のガンマ線スペクトルをより精密に測定することである。もし、ハドロンの伝播過程として、エネルギー依存性をもった拡散過程によって高いエネルギーをもった粒子ほどスターバースト領域からの漏れだしが効くならば、GeV 領域から TeV 領域にかけてスペクトルの傾きが急になることが期待される。今のところ観測されたスペクトルの傾きは GeV 領域で約 -2 で、TeV 領域に外挿しても矛盾はないように見えるが、特に NGC 253 の TeV 領域フラックスは感度がぎりぎりのためスペクトルの傾きの情報が欠落している。CTA 計画で 0.1% Crab フラックス感度を達成して、GeV 領域と TeV 領域間のフラックスを精密に測定することが極めて重要である。

また、CTA 計画ではその感度をいかして、系統的に近傍スターバースト銀河の観測を行い、爆発的な星形成環境下における高エネルギー粒子加速・伝播過程の普遍性を研究することが可能になる。近傍の銀河群として距離 5Mpc 以内にあるものは、NGC 253 や M82 が属している彫刻室座銀河群（距離 2.4Mpc）、M81 銀河群（距離 3.5Mpc）の他に、ケンタウルス A（NGC 5128）銀河群（距離 4.3Mpc）があり、M83・NGC 5253 というスターバースト銀河が存在している。NGC 5253 は矮小銀河であるが、近傍にある M83 より星形成率が高いと言われている銀河である。また、Arp 220 ($z=0.018$) は近傍銀河群に属していないが、距離 100Mpc 以内にある唯一の、超高光度赤外銀河（ULIRG: 遠赤外線光度が 10^{12} 倍太陽光度以上）である。銀河が多重合体することによって、激しいスターバーストが起きていると考えられている。現在のところ、Fermi [7] と MAGIC [8] によって上限値が得られている。Arp 220 のような ULIRG では、NGC 253 などの銀河よりも“calorimetry”が実現している可能性が高い。CTA 計画では、系統的な観測を遂行することにより、星形成率と高エネルギー粒子生成率の間の関係を追求する。また、このような関係が確立されることで、スターバースト銀河によるガンマ線背景放射への寄与 [9] がより精密評価できることになる。

Reference

- [1] B.T. Soifer et al., ARA&A 25, 187(1987)
- [2] H.J. Voelk et al., A&A 213, L12(1989)
- [3] P. Sreekumar et al., ApJ 426, 105(1994) ; P. Sreekumar et al., ApJ 400, L67(1992)
- [4] F. Acero et al., Science 326, 1080(2009)
- [5] V.A. Acciari et al., Nature 426, 770(2009)
- [6] A.A. Abdo et al., ApJ 709, L152(2010)
- [7] B. Lacki et al., arXiv:1003.3257(2010)
- [8] J. Albert et al., ApJ 658, 245(2007)
- [9] R. Makiya et al., arXiv:1005.1390(2010)

2.1.10. 銀河団

銀河団は、宇宙最大の重力で束縛された天体であり、数千個に至る銀河、メガパーセクに渡ってそれらを取り巻き X 線で光る高温のガス、そして太陽の 10^{15} 倍に及ぶ質量でその双方を束縛する暗黒物質で構成されている。また、宇宙大規模構造の階層的形成史の中で最も新しい段階にあたり、今もなお銀河同士の合体とガスの降着を通じて成長を続けている、極めて活動的な天体である。図 2.9.1 に見られるように、多くの銀河団では、合体過程に伴い速度数千 km/s の大規模な衝撃波が生じてガスが加熱されている様子が X 線で詳細に観測されている [1,2]。

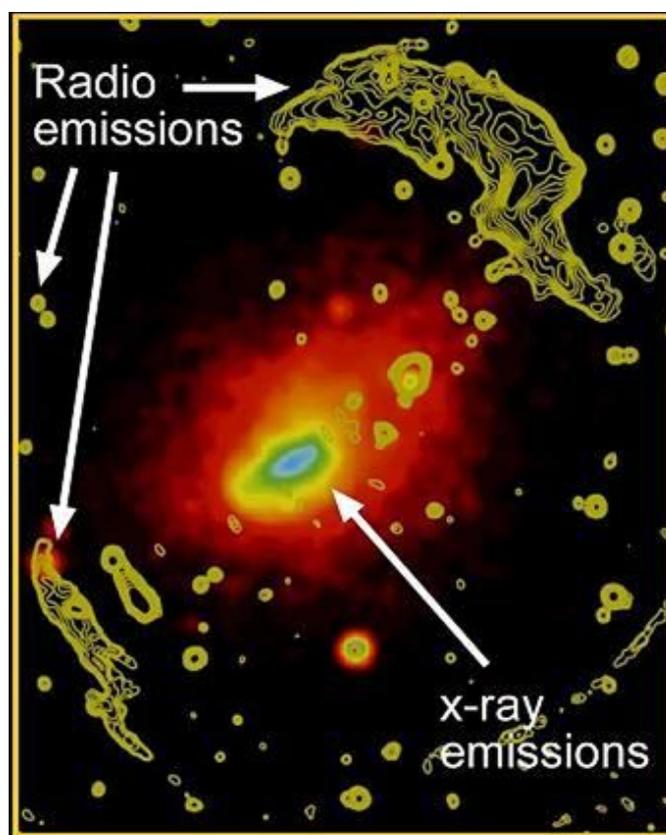


図 2.9.1. 銀河団 Abell 3667 の X 線観測（色分け等高線）と電波観測（黄の等高線）を重ねた画像。

さらに、銀河団ガスには広い範囲でマイクロガウス程度の磁場が付随していることも知られている [3]。従って超新星残骸などと同様に、銀河団での合体・降着に伴う衝撃波において高エネルギー粒子の加速が起きるはずであり [4]、図 2.9.1 からわかるように実際に一部の銀河団では、大スケールの電子加速に伴うシンクロトロン電波放射が

観測されている [5]。また、銀河団衝撃波のみならず、銀河団内の活動銀河・超新星・銀河風などで加速された高エネルギー陽子や原子核は、この磁場によって銀河団内に長時間閉じ込められ、銀河団そのものが巨大な「粒子貯蓄庫」の役割を果たしていると予想される [6,7]。

上記の観点から、銀河団が高エネルギーガンマ線源となっている可能性は極めて高い。まず、銀河系内宇宙線と同様の放射過程として、銀河団内を伝播中の高エネルギー陽子や原子核が銀河団ガスと衝突して生じる中性パイオンの崩壊 [6,7]、および銀河団衝撃波で加速された電子による宇宙背景放射光子の逆コンプトン散乱 [8,9] が考えられる。さらに銀河団のような大きなスケールを持つ天体に特有の過程として、衝撃波で加速された超高エネルギー陽子と宇宙背景放射との反応で生まれた、二次的な電子・陽電子による逆コンプトン・ガンマ線放射も期待できる [10]。

このようなガンマ線を狙って、HESS [11]、MAGIC [12]、CANGAROO [13]などのチェレンコフ望遠鏡、さらには Fermi 衛星 [14] などにより今まで銀河団の観測が試みられて来たが、いずれも検出には至っていない。しかし、現行のチェレンコフ望遠鏡に比べて TeV 領域で一桁以上高い感度を誇る CTA をもってすれば、銀河団からのガンマ線放射が世界で初めて捉えられる可能性が十二分にある。また、上に述べた三種類の放射過程は、それぞれ大きく異なったスペクトルと空間分布が予想されるので、CTA の広いエネルギー帯域と優れた角度分解能により、有効に識別できるはずである。銀河団における高エネルギー現象の本質を突き止め、その非熱的側面を明らかにすることは、高エネルギー宇宙物理としての興味に留まらず、銀河団そのものの形成や進化を理解する上でも重要な手がかりとなるであろう。

また、地上で観測されている宇宙線で、特にエネルギーが $10^{17.5}$ eV 以上のものの起源は全くといっていいほどわかっていないが、銀河団はその起源天体として有力候補の一つにあげられており [15,16]、この銀河団起源説を検証する手段としてガンマ線はニュートリノともに注目されている。合体・降着に伴う衝撃波や銀河団内の活動銀河で加速された高エネルギー陽子や原子核は、銀河団ガスや宇宙背景放射光子と相互作用して高エネルギーガンマ線と二次的な電子・陽電子を生成する [10,17]。後者はシンクロトロンおよび逆コンプトン過程で更なるガンマ線を作り、そのガンマ線は再び宇宙背景放射光子と反応して新たな電子・陽電子対を作ることで、電磁カスケードを起こしながら地球に到達し、特徴的なスペクトルを持つ空間的にやや広がったガンマ線源となるはずである [17,18]。予想される強度は CTA でも検出は容易ではないが、従来の望遠鏡に比べ、CTA はこのようなガンマ線源の探索にとってはるかに有効であると期待される。

CTA が稼働する時代には、硬 X 線帯で優れた感度と角分解能を持つ、我が国の

ASTRO-H 衛星も活動している予定である。上述のガンマ線放射過程のほとんどは、硬 X線帯でも各々特徴的な放射が予想されるので、ASTRO-H と CTA 双方を用いて銀河団の詳細なスペクトル・マッピング観測を行うことは、銀河団における高エネルギー現象を解明する強力な手法となり、かつ日本主導でサイエンスを進められる絶好の課題であろう。また、一部の CTA-Japan メンバーは、今まで行われた銀河団の硬 X線観測 [2] やガンマ線観測 [11-14] において、計画段階から重要な役割を果たしているため、その経験も生きるはずである。さらには、電波も含めた多波長観測、超高エネルギー宇宙線・ニュートリノによる多粒子観測も視野に入れて、理論計算と比較しながら多角的な研究を目指す。

Reference

- [1] Markevitch, M. and Vikhlinin, A., *Phys. Rep.* 443 (2007) 1
- [2] Nakazawa, K. et al., *Pub. Astron. Soc. Japan* 61 (2009) 339
- [3] Carilli, C. L. & Taylor, G. B., *Ann. Rev. Astron. Astrop.* 40 (2002) 319
- [4] Ryu, D. et al., *Astrophys. J.* 593 (2003) 599
- [5] Giovannini, G. et al., *New Astron.* 4 (1999) 141
- [6] Volk, H. J., Aharonian F. A., & Breidschwerdt, D., *Space Sci. Rev.* 75 (1996) 279
- [7] Berezhinsky, V. S., Blasi, P. D., & Ptuskin, V. S., *Astrophys. J.* 487 (1997) 529
- [8] Loeb, A. & Waxman, E., *Nature* 405 (2000) 156
- [9] Totani, T. & Kitayama, T., *Astrophys. J.* 545 (2000) 572
- [10] Inoue, S., Aharonian, F. A., & Sugiyama, N., *Astrophys. J.* 628 (2005) L9
- [11] Aharonian, F. A. et al., *Astron. Astrophys.* 502 (2009) 437
- [12] Aleksic, J. et al., *Astrophys. J.* 710 (2010) 634
- [13] Kiuchi, R. et al., *Astrophys. J.* 704 (2009) 240
- [14] Ackermann, M. et al., *Astrophys. J.* 717 (2010) L71
- [15] Inoue, S., Sigl, G., Miniati, F., & Armengaud, E., 30th ICRC, 4 (2008) 555
- [16] Murase, K., Inoue, S., & Nagataki, S., *Astrophys. J.* 689 (2008) L105
- [17] Kotera, K. et al., *Astrophys. J.* 707 (2009) 370
- [18] Murase, K., Inoue, S., & Asano, K., *Int. J. Mod. Phys. D* 18 (2009) 1609

2.2. ブラックホール、宇宙ジェット、宇宙論

2.2.1. ガンマ線バースト

ガンマ線バースト (GRB) とは、 10^{53} erg に及ぶ莫大なエネルギー (水爆 10^{30} 個分以上で、太陽が一生の間に発する全エネルギーに勝る量) を、たった数秒から数十秒の間に解放してしまう、宇宙で最大かつ最強の爆発現象である。また、ミリ秒以下の極めて不規則な時間変動を示すとともに、光速の 99.9999% に至る超高速のジェット流を放出していることもわかっており、宇宙で最も激しく最速の爆発現象でもある。ここ十数年間の研究から、GRB は 1. 宇宙論的距離 (典型的に我々からの光伝播距離 80 億光年以上) で発生する、2. 継続時間が 2 秒以下の短い種族とそれ以上の長い種族とで系統的に性質が異なる、3. 長い種族は大質量星の崩壊時に起きる、4. 超相対論的速度のジェット流出が引き金となっている、5. 周囲の物質との衝突による衝撃波形成と高エネルギー電子加速を通じ、電波から X 線を含む広い波長域に渡り、数日以上かけて徐々に減光してゆく残光放射を伴う、などということがわかってきた [1-3] (図 2.2.1.1)。しかし、その中心駆動天体の正体 (ブラックホール、中性子星、もしくはその他)、超相対論的ジェットの形成機構と組成、そこにおけるエネルギー散逸・粒子加速・ガンマ線放射の物理機構、その宇宙論的な進化、異なる種族の起源など、多くの基本的な点が未解明であり、発見から 40 年以上経過した今なお、宇宙で最も謎に包まれた天体の一つである。また、赤方偏移 9.4 (我々からの光伝播距離 132 億光年) で起きた GRB も発見されており、GRB は人類の知る宇宙で最も遠方の天体の一つでもある [4]。

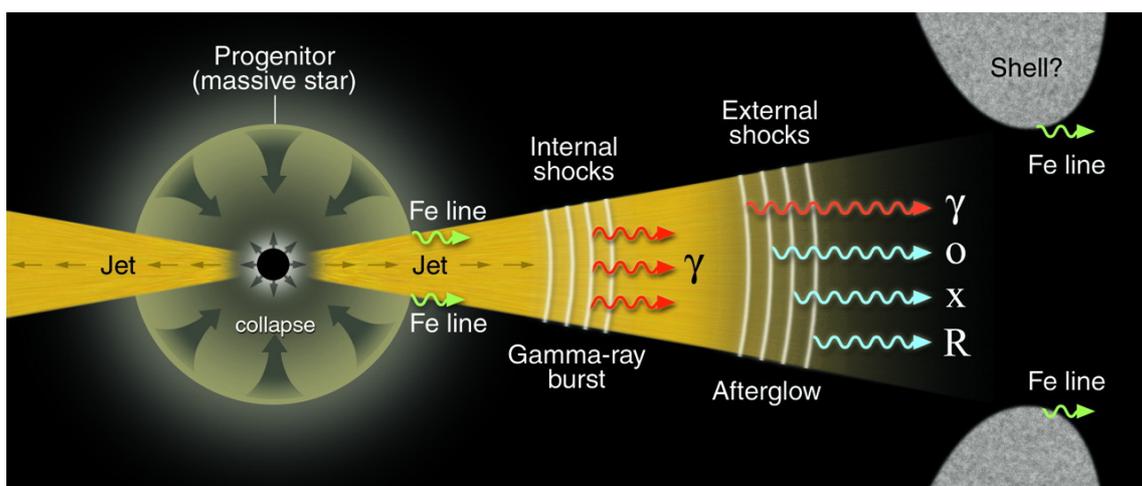


図 2.2.1.1 ガンマ線バーストの模式図。大質量星の崩壊時に超相対論的ジェットが生まれ、ジェット内部から即時放射、外の物質との衝突による衝撃波から残光放射が起きる [1]。

GRB 放射の大半はおよそ数百秒以内に主に MeV 帯域で起き、これは残光放射と区別して即時放射と呼ばれる。GRB は GeV ガンマ線帯域でも多数の観測例があり、特にフェルミ宇宙ガンマ線望遠鏡 (以下、フェルミ衛星) による最近の観測から、以下のようなことがわかってきた [2,3,5,6]。1. 多くの比較的明るい GRB は MeV 放射からやや遅れた GeV ガンマ線放射を伴い、その強度は MeV スペクトルの延長上にある。2. GeV スペクトルは少なくとも 10-30 GeV、時には 100 GeV 近くまで伸びており [6]、有意なスペクトルの減衰は通常見られない。3. GRB によってはスペクトルに超過成分があり、GeV 以上の帯域でより強度が上がっている。4. MeV 放射終了後も、数千秒に及ぶ GeV 放射が大抵見られ、残光成分と考えられる。5. このような GeV 放射は長い種族でも短い種族でも起こる。6. このような GeV 放射はより暗い GRB も含め、大半の GRB に存在すると考えて矛盾ない。これらの観測事実を説明するためにすでに多くの理論が提唱されており、GeV 放射を即時 MeV 放射と関連づけるもの、一貫して残光放射と解釈するもの、超高エネルギー陽子起源とするものなど、実に多種多様である [2,3]。しかし、限られた有効面積のフェルミ衛星によるデータのみでは、高エネルギー光子の統計が不足しており、放射機構の識別は困難である。また、観測されるガンマ線スペクトルと時間変動から、放射体の運動速度についてモデルに依存しない下限値を導けるはずだが、フェルミ衛星ではやはり統計不足で時間変動が充分追えないため、現状では得られた結果に大きな不定性が残る。

これらの困難を打開するためには、より高いエネルギー帯も含めたより高感度での GRB 観測が渴望される。MAGIC、H.E.S.S.、VERITAS など現行の地上チェレンコフ望遠鏡による、主に 100 GeV 以上での観測ではまだ GRB の検出に成功していないが [7]、この帯域では宇宙背景光 (EBL) によるガンマ線吸収 (2.2.3 章) が大きな障害となっていると考えられる。これに対し、20 GeV のエネルギー閾値が見込まれる CTA では、EBL 吸収の影響が少ない帯域での GRB 観測が有効に推進できる。また、数十 GeV で比較した場合、CTA はフェルミ衛星に比べて 1 万倍以上の圧倒的な有効面積を誇るため、GRB のように激しい短時間変動を示す突発天体の観測には絶大な威力を発揮するはずである [8] (図 2.2.1.2)。

GRB の主たる観測手法は、Swift、SVOM など GRB 探査衛星からのアラートに応じた追尾観測に基づくが、CTA の大口径望遠鏡 (LST) は 20 秒間に 180 度という高速回転性能を持つため、継続時間の長い GRB の一部については、即時放射中に観測開始可

能であり、フェルミ衛星では得られないような 10 GeV 以上での詳細なスペクトルおよび時間変動のデータが期待できる (図 2.2.1.3, 2.2.1.4)。追尾観測での GRB 検出率は少なくとも年間数発と予想され、フェルミ衛星では観測不可能な低い光度の GRB も検出できるはずである [3,9,10]。高光度の GRB については、フェルミ衛星との同時観測を行うことで、keV-TeV に渡る極めて広い帯域で GRB の放射を明らかにできる。

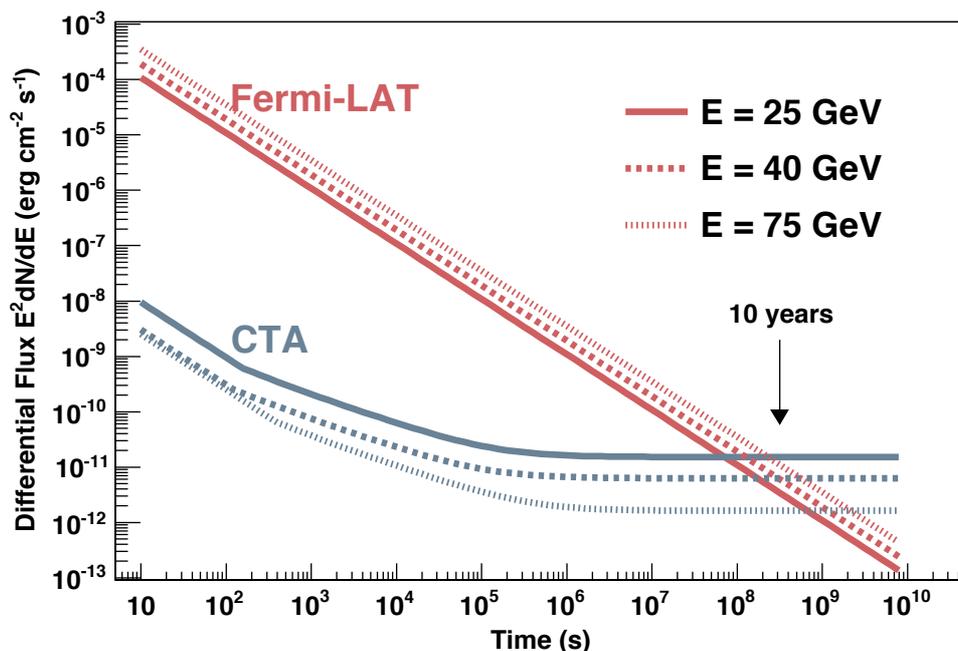


図 2.2.1.2 積分時間の関数として、CTA とフェルミ宇宙ガンマ線望遠鏡の感度の比較 [8]。

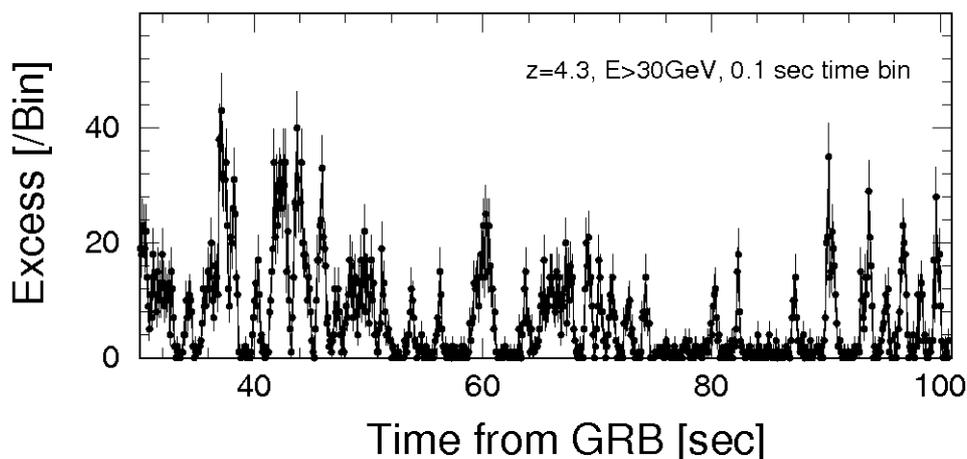


図 2.2.1.3 CTA による GRB 光度曲線観測 (30 GeV 以上、0.1 秒刻み) のシミュレーション

ヨン [3]。GRB 080916C の GeV 帯域観測をテンプレートとした。

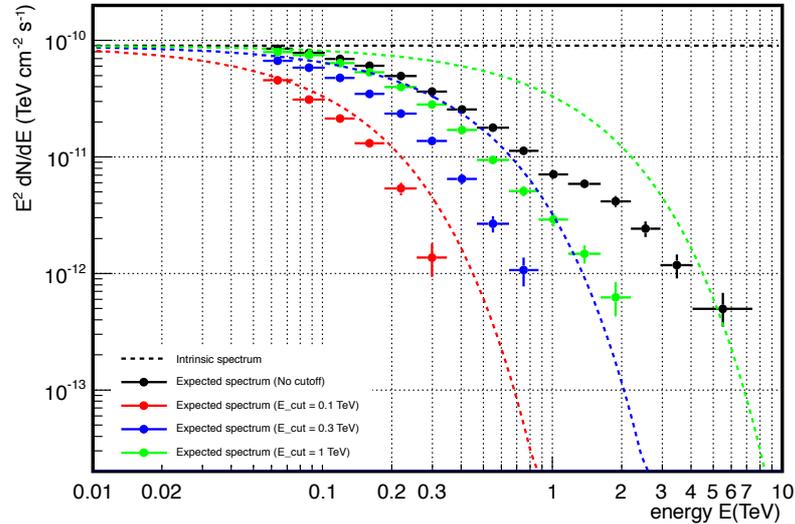


図 2.2.1.4 CTA による GRB スペクトル観測 (3 時間積分) のシミュレーション。GRB 130427A 発生 1 日後の GeV 帯域観測 [6] をテンプレートとし、3 通りのカットオフと宇宙背景光モデル [11] を仮定した。

一方で、CTA の中口径望遠鏡 (MST) は 20 台以上配備されるため、各 MST の視点を分散させ、同時に数十平方度の広い視野をカバーしながらサーベイ観測を行うことも可能になる [12]。このような広視野モード観測では、エネルギー閾値は上がるが、探査衛星からのアラートや望遠鏡の追尾による遅延なしに GRB を捉えられる他、継続時間が短い GRB や、未知の突発天体に対する無バイアス探査の道が開ける。現実的な観測時間のサーベイ中に視野内に起きる GRB は数発以下と見積られるが [3]、GRB 発生時から観測できる意義は極めて大きい。

これらの観測から、GRB ジェットの運動速度については、単なる制限のみならず確実な測定も可能になるであろう。また、GeV 放射機構の選別はもとより、以下のような、GRB 本体および遠方宇宙に関するいくつかの重要な疑問を解決する鍵となると考えられる。

即時放射の物理 : GRB の即時 MeV 放射は、最も基本的な観測情報でありながら、その放射機構自体が全く解っておらず大問題となっている [1-3,13]。今まで GRB ジェット中の内部衝撃波に基づくモデル [14] が広く論じられて来たが、放射効率やスペクトル-光度相関の説明に難があり、光球熱的放射に基づくモデル [15] など、全く異なるも

のも議論されている。即時放射は、電磁波としては中心駆動天体に最も緊密な情報を反映していると思われるので、その解明は GRB の正体を暴く上で不可避である。GeV-TeV を含む広帯域で GRB 即時放射の詳細を CTA で明らかにし、真の放射機構に迫る。

残光放射の物理：残光については、放射や粒子加速の物理機構などはある程度理解されているものの、その時間進化は、単純な予想と大きく異なり複雑な振る舞いを示すことが Swift 衛星以降の観測で明らかになった [1-3]。その原因として、長時間に及ぶエネルギー注入、磁場や加速効率などの時間変化、二成分残光の重ね合わせなど、様々な説が提唱されているが、その解明には GeV-TeV を含む広帯域観測が決め手となる可能性があり [16]、これは GRB の総エネルギーを正しく推定するためにも必要である。フェルミ衛星による長時間観測では残光の検出がやっとであったが、CTA によって多数の高エネルギーガンマ線残光を精度よく捉え、その振る舞いを明確にする。

最高エネルギー宇宙線源の証： 10^{20} eV に至る最高エネルギー宇宙線 (UHECR) の起源は依然大きな謎であるが (2.4.4 章)、GRB はその源として有力な候補天体である [3]。ジェット中の衝撃波などで超高エネルギーまで加速された陽子は、陽子シンクロトロン放射 [17]、もしくは低エネルギー光子との相互作用が引き起こす電子・陽電子カスケード放射 [18]により、特徴的な GeV-TeV ガンマ線を放つと予想される。また、Pierre Auger Observatory による観測では、UHECR の組成は鉄などの重元素が占めていることが示唆されているが、GRB で超高エネルギー原子核が生成されていれば、原子核シンクロトロン放射 [19]、もしくは低エネルギー光子との反応に起因する脱励起放射 [20]により、やはり特徴的な GeV-TeV 放射が期待できる。GRB 起源の UHECR 自体は伝播中の磁場による拡散で到達時刻が大きく遅れ、その観測のみからその源を特定することは不可能になるので、GRB 起源であることを立証するためには、UHECR に起因する二次ガンマ線やニュートリノを捉えることが極めて本質的になる。UHECR と同じ加速過程で生じた高エネルギー電子が逆コンプトン過程でさらなる GeV-TeV 放射を生み、これが UHECR 起源ガンマ線の測定を妨げることも懸念されるが、電子と UHECR では冷却時間とそれに応じた時間変動の様子が大きく異なると予想されるので、CTA で達成される圧倒的な光子統計と詳細な時間変動情報から、効果的に識別できると考えられる [3]。果たして GRB が宇宙最強の加速器でもあるのかどうか、答えは CTA に委ねられる。

遠方宇宙を照らす灯台の役割：前述のように、GRB は現時点で知られている宇宙最遠方の天体の一つである。その極めて明るい多波長放射は、銀河形成期・宇宙再電離期や、現在観測未達の初代星形成期も含め、遠方宇宙を探る貴重な光源にもなる [21]。CTA は赤方偏移が 6 を超える超遠方 GRB も少数検出できる可能性があり、その 10-100 GeV 帯スペクトルで期待される背景光子との対生成吸収による減衰から、宇宙再電離にとって本質的な紫外線背景放射の強度と進化を探ることができる [3,11,22,23] (2.2.3 章も参照)。また、CTA の高い感度と 10 GeV に迫るエネルギー帯域を持つてすれば、宇宙で一番最初の星が生まれると予想される赤方偏移 20 付近 (宇宙開闢から 1.8 億年の時代) の GRB の検出も夢ではない [24]。さらには、二光子吸収で生じた電子・陽電子対による遅延二次ガンマ線を通じ、微弱な銀河間磁場を調べられる可能性もある (2.2.3 章)。CTA によって高エネルギーガンマ線天文学が観測的宇宙論に重要な貢献をする時代の到来が望まれる。

この他、CTA による GRB 観測は、特殊相対性理論の高精度の検証 [3,25] (2.3.2 章) や、重力波源の同定 [26] (2.4.5 章) など、基礎物理学やマルチメッセンジャー天文学においても多大な貢献をもたらす可能性を秘めている。

CTA による GRB 研究では、あらゆる側面で日本からの重要な貢献が期待できる。まず、日本の理論布陣が非常に充実している分野であり、Physics Working Group における人数が最大級であるとともに、日本メンバーが CTA 全体の GRB task leader も務めており、主導的立場でレビュー論文も執筆している [3]。また、GRB 観測にとっては、エネルギー閾値が最も低い LST が最重要であるが、LST は現時点で日本の実験メンバーが一番深く関与している部分であり、望遠鏡設計、モンテカルロ・シミュレーション、観測体制など、様々な要素において理論と実験間のコミュニケーションが取りやすく、日本がサイエンスの主導権を掌握できる環境にある。さらに、フェルミ衛星、MAGIC 望遠鏡と兼任の日本メンバーも多く、今までの GRB 観測での経験を生かせるとともに、CTA との同時観測へ向けても、盤石の態勢が整うことになる。

参考文献

- [1] Meszaros, P., 2001, *Science*, 291, 79
- [2] Gehrels, N., and Meszaros, P., 2012, *Science*, 337, 932
- [3] Inoue, S., Granot, J., O'Brien, P. et al., 2013, *Astropart. Phys.*, 43, 252
- [4] Cucchiara, A. et al., 2011, *ApJ*, 736, 7
- [5] Abdo, A. A. et al., 2009, *Science*, 323, 1688; Abdo, A. A. et al., 2009, *ApJ*, 706, L138; Ackermann,

- M. et al., 2010, ApJ 716, 1178
- [6] Ackermann, M. et al., 2014, Science, 343, 42
- [7] Aleksic, J. et al., 2014, MNRAS, 437, 3103; Abramowski, A. et al., 2014, A&A 565, A16; Acciari, V. A. et al. 2011, ApJ, 743, 62
- [8] Funk, S. and Hinton, J., 2013, Astropart. Phys. 43, 348
- [9] Kakuwa, J., Murase, K., Toma, K. et al., 2012, MNRAS, 425, 514
- [10] Gilmore, R. et al., 2013, Exp. Astron., 35, 413
- [11] Inoue, Y., Inoue, S., Kobayashi, M. et al., 2013, ApJ, 768, 197
- [12] Dubus, G., Contreras, J. L., Funk, S. et al., 2013, Astropart. Phys., 43, 317
- [13] Zhang, B., 2014, Int. J. Mod. Phys. D, 23, 1430002
- [14] Aoi, J., Murase, K., Takahashi, K. et al., 2010, ApJ, 722, 440
- [15] Toma, K., Wu, X.-F. and Meszaros, P., 2011, ApJ, 415, 1663
- [16] Murase, K., Toma, K., Yamazaki, R. et al., 2011, ApJ, 732, 77
- [17] Totani, T., 1998, ApJ, 509, L81
- [18] Asano, K. and Inoue, S., 2007, ApJ, 671, 645
- [19] Inoue, S., in preparation
- [20] Murase, K. and Beacom, J., 2010, Phys. Rev. D, 82, 043008
- [21] 井上進、2009, 天文月報 102, 248
- [22] Inoue, S., Salvaterra, R., Choudhury, T. R. et al., 2010, MNRAS, 404, 1938
- [23] Mazin, D., Raue, M., Behera, B. et al., 2013, Astropart. Phys. 43, 241
- [24] Toma, K., Sakamoto, T. and Meszaros, P., 2011, ApJ, 731, 127
- [25] Doro, M., Conrad, J., Emmanoulopoulos, D. et al., 2013, Astropart. Phys., 43, 189
- [26] Bartos, I., Veres, P., Nieto D. et al., arXiv:1403.6119

2.2.2. 活動銀河核

活動銀河核とは明るく輝く銀河の中心核であり、その光度は銀河全体に匹敵、あるいは凌駕する場合もある。銀河の中心には太陽の約1億倍の質量を持つ超巨大ブラックホールが存在しており、活動銀河核はそのブラックホールにガスが降着する際に解放される重力エネルギーにより輝いている。活動銀河核の構造を図2.2.2.1の左図に示す。活動銀河核のうち1割程度は電波に代表される非熱的放射が優勢であり、これらは電波銀河と呼ばれている。電波銀河では光速に近いプラズマ流である相対論的ジェットが観測されている。特にこのジェットを真正面から観測しているブレイザーと呼ばれる天体は、相対論的ビーミング効果によりジェット成分が非常に明るく見えることが最大の特徴であり、その非熱的放射は電波からガンマ線に至る広い波長域に渡って観測されている。

上記のような描像は電波、赤外、可視光、X線などの観測により20世紀末には確立した。21世紀に入り、CTAの前身となる解像型大気チェレンコフ望遠鏡による超高エネルギー (> 30 GeV; VHE; very-high-energy) ガンマ線の観測が本格化し、これまでに50を超える銀河系外ガンマ線源が検出されてきた[1]。そのほとんどはブレイザーであり、そのガンマ線放射強度は数分から数日という短時間で大きな変動(フレア)を示すことが知られている[2]。ブレイザーでは相対論的ビーミング効果により卓越するジェット成分を観測していることから、ガンマ線放射は超巨大ブラックホール近傍のジェットの物理状態を反映していると考えられる。従ってCTAによる活動銀河核の観測は、未だ十分に理解されていない相対論的ジェットの構造や状態の理解に迫ることができる。その他、CTAの達成する広帯域・高感度観測によって初めて達成可能なサイエンスとして、具体的に以下のようなものが検討されている[3]、1) 放射機構と領域の理解を通じた相対論的ジェットの構造の理解、2) フレアの生起・終息機構の解明、3) 銀河系外宇宙線起源の解明、4) 無バイアス標本を用いたブレイザーの系統的研究、5) 電波銀河とブレイザーの統一的理解、6) 新たなVHEガンマ線源、7) 宇宙背景光と銀河間磁場の測定。

図2.2.2.1右図に示されるように、ブレイザーの典型的な放射スペクトルは2つの山を持つ。低エネルギー側の山は電子のシンクロトロン放射であり、高エネルギー側のガンマ線の山は同じ電子による逆コンプトン散乱だと解釈されている[5]。放射領域の大きさは、放射強度の変動時間の観測結果からかなり小さいと推定され、超巨大ブラックホール近傍に存在すると考えられている。CTAによる高感度観測では、現在の望遠鏡が分解できるよりも、さらに短い時間変動を捉える事が出来る[3]。これまで以上に短い時間変動を捉えたならば、放射領域がさらに小さい可能性や複数の放射領域が存在す

る可能性があり、ジェットの構造の理解に繋がる。さらに、見かけ上短い変動時間を生む原因であるジェットのローレンツ因子が現在考えられている値 (~ 10) よりも遥かに大きな可能性を通じて、ジェットの物理状態の理解に迫る事ができる。また、CTA によって取得される高精度のスペクトルの中に刻まれる放射領域周辺環境の情報を元に、放射領域をより精度よく特定することができ、ジェットの構造と其中で起こっている粒子加速機構についての理解が大きく進むことが期待される。

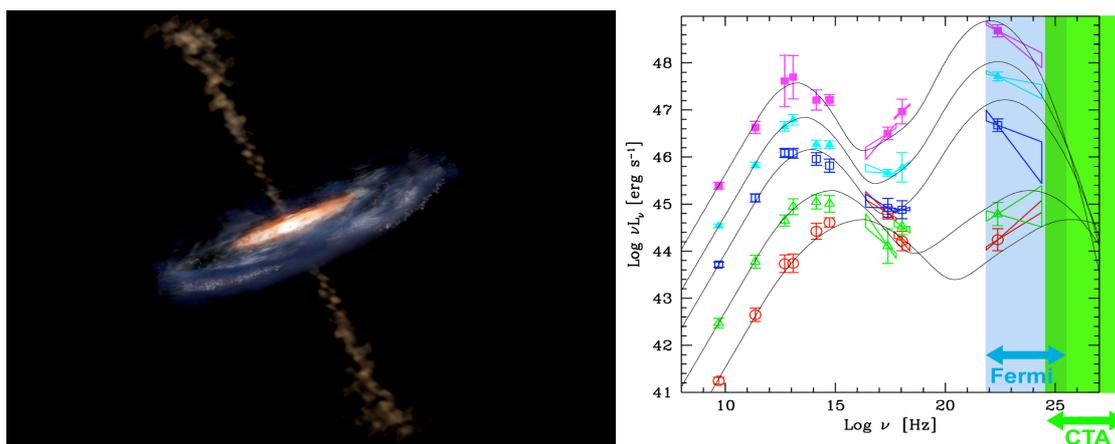


図 2.2.2.1 (左) 活動銀河核の模式図。中心に超巨大ブラックホールが存在し、周囲を降着円盤が取り囲んでいる。中心から上下に噴き出しているのが相対論的ジェットである。ジェットを正面から見ているものがブレイザーであり、横から見ているものが電波銀河である。© Aurore Simonnet, Sonoma State University. (右) 典型的なブレイザーのスペクトル形状とブレイザー・シーケンス[4]。横軸は観測される光の周波数で、縦軸は各周波数での光度。データ点はシーケンス内の各種族の平均的な観測値であり、実線の理論モデルがこれらをよく再現している。

現在のガンマ線望遠鏡では短時間でのスペクトルの変化を捉えることは大変難しい。しかし、CTA による高感度の観測では、精度の良い時間変動のプロファイルが得られるだけでなく、ガンマ線スペクトルの時間変化を克明に描き出す事が出来る。フレア時のスペクトルの時間変化を詳細に観測する事によって、フレアが生起・終息する物理機構を理解する事が可能になる。フレアによる増光・減光の原因は放射領域の物理状態の変化や粒子加速機構、ジェットの伝搬などが考えられるが、各プロセスでスペクトルの時間変化の仕方が異なるからである。図 2.2.2.2 に二つの例を示す。

ガンマ線は電子起源でなく宇宙線を起源とする可能性も議論されており、現在の観測精度ではどちらの可能性も残されている[6]。図 2.2.2.3 に示されるように、宇宙線起源

放射はガンマ線の高エネルギー領域にわずかな痕跡を残しうることが理論的に示唆されており[7,8]、CTA の高感度観測でスペクトル形状を詳細に決定する事でこの可能性を検証する事が出来る。宇宙線起源放射が確認されれば、未だに理解されていない銀河系外宇宙線源や 2012 年に IceCube により検出が報告された超高エネルギーニュートリノ[9]の起源の解明につながる他、相対論的ジェット組成に関する重要な情報となる。

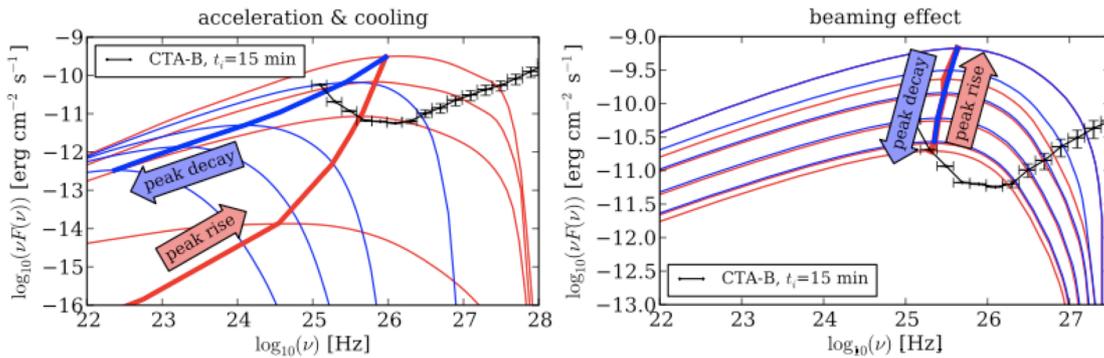


図 2.2.2.2 フレア機構の違いによるスペクトルの時間変化の違い[3]。左図は粒子加速と共に増光し、加速粒子がエネルギーを失うことで減光する場合で、右図はジェットが曲がっていて観測者に向いた際にビーミング効果で増光する場合。それぞれ細線は各時間でのスペクトルで、太線はスペクトルピークの稜線。黒線が CTA で 15 分観測した際の感度。CTA による観測でフレア機構の判別が可能となることが分かる。

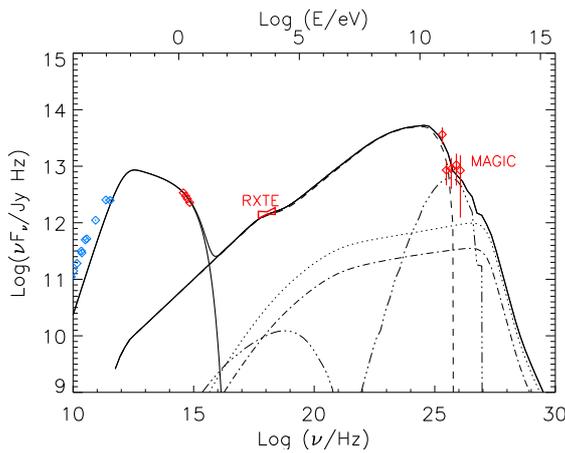


図 2.2.2.3 宇宙線起源放射モデルによるブレイザー 3C 279 の観測データの解釈例[7]。VHE 帯域に電子起源放射とは異なる構造が予想されている。

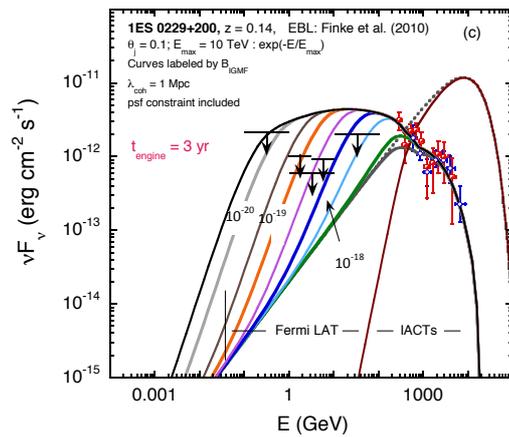


図 2.2.2.4 ブレイザー 1ES 0229+200 のガンマ線スペクトルの銀河間磁場依存性[18]。フェルミガンマ線宇宙望遠鏡によるスペクトル上限と矛盾しないためには 10^{-18} G 以上の磁場が必要。

現役世代の望遠鏡で VHE ガンマ線が検出されたブレーザーの多くはフレアによる増光期に観測されたものであるため、VHE ガンマ線源のサンプルとしてはバイアスされたものになっている。上記のようにフレアの物理機構ははっきりわかっていないために各フレアには個性があるように見え、様々なブレーザーの系統的な比較に基づく研究を行うのは難しい。CTA では数多くのブレーザーの静穏期のスペクトルを精度よく取得することができるため、系統的な研究が可能になる。一つの例としてブレーザー・シーケンスの起源の研究がある。これはスペクトルの山のピークエネルギーが高いブレーザー程、絶対光度が小さいという経験則である (図 2.2.2.1 左図; [4])。この関係は放射機構や周辺環境が原因だと考えられているが[10]、明確な原因はよくわかっていない。広帯域・低バイアスのガンマ線データと多波長データを組み合わせた系統的なサンプルをもってこそ、この本質を探る事が出来る。もう一つの例として、銀河系外サーベイ観測 (2.2.4 節参照) を組み合わせる事で空間的にも無バイアスのブレーザーサンプルを得る事ができると、VHE ガンマ線帯域でのブレーザーの宇宙論的進化を理解する事が出来る。現在の VHE ガンマ線望遠鏡では赤方偏移 0.6 程度のブレーザーまでしか見えていないが、CTA ではこれが赤方偏移 2 程度の宇宙論的距離まで伸びると見積もられている[11]。銀河や活動銀河核の密度分布、星形成率は赤方偏移 1-2 程度でピークを持つことが知られており[12]、CTA のブレーザー観測はこの領域に届くので、他の種族との比較・統合的理解が可能になり、宇宙論的進化の研究は飛躍的に進むと期待される。

これまでの VHE ガンマ線の観測により、ジェットが視線方向に入っていない一般の電波銀河が 4 例観測されている。CTA ではさらに多くの電波銀河からの放射が検出されると見積もられており、ブレーザーの観測と合わせて、電波銀河の全体的な描像を描く事が出来ると期待される。CTA より低エネルギー帯のガンマ線 (0.1-300 GeV) を観測しているフェルミガンマ線宇宙望遠鏡は、これまで VHE ガンマ線が検出された電波銀河のうち最近傍にある Cen A のローブと呼ばれる数百 kpc と大きく広がった構造から放射されている拡散ガンマ線を検出した[13]。これは超巨大ブラックホール近傍以外にも電波銀河では粒子加速が起こっていることを示している。この天体は H.E.S.S.により VHE ガンマ線でも検出されているが、現在のところこれがどちらからの放射であるか分かっていない。CTA による高角度分解能、高感度の観測により電波銀河の様々な場所での超高エネルギーまでの粒子加速を探る事が出来る。また、Cen A は最高エネルギー宇宙線源の一つである傍証があり[14]、CTA による詳細な観測は 10^{20} eV にまでも及ぶ天然粒子加速器の機構を探るために大きな役割を担う。

フェルミガンマ線宇宙望遠鏡では電波銀河以外の活動銀河核である狭輝線セイファート 1 型銀河など[15]、従来ガンマ線放射が予想されていなかった天体からのガンマ線

放射が報告された。CTAの高感度観測では、これらの種族や、低光度活動銀河核[16]、潮汐破壊フレアといった新しい種族からのガンマ線の検出が期待されている。これらから VHE ガンマ線が検出されれば、既に検出されている天の川銀河の中心核や星形成銀河からのガンマ線放射を通じて、超高エネルギーに及ぶ粒子加速が宇宙でどれだけ普遍的に起こっているかを理解することができるようになる。

また、レーザーをガンマ線光源として利用して、可視・赤外線での銀河系外背景光(2.2.3節参照)や銀河間磁場を探ることができる。100 GeVを超えるエネルギーを持つガンマ線は銀河系外空間を伝搬中に背景放射光と電子・陽電子対生成を起こし、吸収を受ける。この吸収量から求められる銀河系外背景光の量を通じて、それらを生み出している星や銀河の宇宙論的進化を理解することが出来る。また、生成された電子・陽電子は宇宙マイクロ波背景放射光子を逆コンプトン散乱することで、GeV帯域のエネルギーを持つ二次ガンマ線を生成する。ガンマ線は宇宙磁場の影響を受けないが、中間状態である電子・陽電子は影響を受けるので、結果として二次ガンマ線の量が宇宙磁場の強さに依存する[17]。これを用いて直接観測が困難である銀河間磁場を測定することが出来る。銀河間磁場は初期宇宙に形成された磁場の名残とも構造形成に伴う宇宙の磁気汚染とも考えられており、その測定は宇宙における磁場形成の歴史の理解にとって重要な情報をもたらす。図 2.2.2.4 に示される通り GeV 帯域のガンマ線流量が銀河間磁場の強さに依存し、現役世代の望遠鏡ではフェルミガンマ線宇宙望遠鏡の GeV 帯域データを併用することで $10^{-20} - 10^{-18} \text{ G}$ という下限が得られている[18,19]。一方で H.E.S.S.望遠鏡によりガンマ線像が広がる効果が見られていないことから $3 \times 10^{-15} \text{ G} < B < 3 \times 10^{-14} \text{ G}$ が棄却されている[20]。CTA は 30 GeV というフェルミガンマ線宇宙望遠鏡の領域に大きく食い込む低いエネルギー閾値を利用して単一の望遠鏡の系統誤差に基づくより精度の良い磁場観測と、フェルミガンマ線宇宙望遠鏡より圧倒的に優れた角度分解能に基づくガンマ線像の広がりを用いた磁場観測が可能になる。

超高エネルギー宇宙線によっても似た物理過程により二次ガンマ線が生成される。宇宙線が背景放射光と反応して電子・陽電子を作り、それが二次ガンマ線をつくるという過程が繰り返され、電磁カスケードを作る。このカスケード放射は放射過程が分かっていた 10 TeV 程度までスペクトルが伸びているレーザーのスペクトルを見事に再現する[21]。この過程はガンマ線が吸収を受けるエネルギーより高いエネルギーに光子が残るため、CTA による高エネルギー帯の観測により確認できる[22]。これが確認されれば、銀河系外宇宙線の起源を確認したことになる。

Reference

- [1] <http://tevcat.uchicago.edu>
- [2] Aharonian F., et al., 2007, ApJ, 664, L71; Albert J. et al., 2007, ApJ, 669, 862
- [3] Sol H., et al., 2013, Aph, 43, 215
- [4] Kubo H. et al., 1998, ApJ, 594, 693; Fossati G. et al., 1998, MNRAS, 299, 433
- [5] Maraschi L., et al., 1992, ApJ, 397, L5; Dermer C. D., & Schlickeiser R., ApJ, 416, 458; Inoue S. & Takahara F., 1996, ApJ, 463, 555
- [6] Abdo A. A., et al., 2011, ApJ, 736, 131
- [7] Böttcher M., Reimer A., & Marscher A. R., 2009, ApJ, 703, 1168
- [8] Cerruti M., et al., 2012, AIP Conference Proceedings, 1505, 635
- [9] Aartsen M. G., et al., 2013, Science, 342, 1242856
- [10] Ghisellini G., et al., 1998, MNRAS, 301, 451
- [11] Inoue Y., Totani T., & Mori M., PASJ 2010, 62, 4
- [12] Ueda Y., et al., 2003, ApJ, 598, 886; Hopkins A., & Beacom J., 2006, ApJ 651, 142
- [13] Fermi-LAT Collaboration, 2010, Science, 328, 725
- [14] Abreu P., et al., 2010, Aph, 34, 314
- [15] Abdo A. A., et al., 2009, ApJL, 707, L142
- [16] Takami H., 2011, MNRAS, 413, 1845
- [17] Plaga R., 1995, Nature, 374, 430; Murase, K., et al., 2008, ApJ, 686, L67; Neronov A., et al., 2010, Science, 328, 73
- [18] Dermer C. D., et al., 2011, ApJL, 733, L21
- [19] Takahashi K., et al., 2013, ApJL, 771, L42
- [20] Abramowski A., et al., 2014, A&A, 562, A145
- [21] Essey W. & Kusenko A., 2010, Aph, 33, 81; Essey W., et al., 2011, ApJ, 731, 51
- [22] Murase K., et al., 2012, ApJ, 749, 63; Takami H., et al., 2013, ApJ, 771, L32

2.2.3. 宇宙背景光と宇宙論

宇宙背景光とは可視・赤外線領域における全ての銀河系外天体からの光の総量である。宇宙背景光の詳細な強度分布を測ることができれば、宇宙における銀河や星の形成史を紐解くことが出来る[1]。可視・近赤外観測による直接測定では、宇宙背景光よりも遥かに明るい太陽系内の黄道光の差し引きの難しさのため、正確な測定は難しい。そこで、間接的に宇宙背景光を測定する手法が求められている。

活動銀河核 (2.2.2 章参照)やガンマ線バースト (2.2.1 章参照)といった銀河系外天体からやって来るガンマ線は宇宙空間を伝搬中に宇宙背景光と電子陽電子対生成反応を起こすので、我々が観測するガンマ線は宇宙背景光による吸収を受けている。従って、吸収前のスペクトルを理解できれば、宇宙背景光による吸収量を精度よく見積もることができ、間接的に宇宙背景光の絶対強度を測定することが可能になる。このことからガンマ線による宇宙背景光測定は宇宙の歴史の理解の上で非常に重要な結果をもたらすと期待されている[1,2]。

解像型大気チェレンコフ望遠鏡やフェルミガンマ線宇宙望遠鏡は、個々の天体に対して、単純な吸収前スペクトルを仮定することで、宇宙背景光に対する制限を行ってきた[3]。しかし、活動銀河核やガンマ線バーストは天体毎に物理状態が異なるため、天体ごとに吸収前のスペクトルは全く異なる。従って、推定された宇宙背景光強度は吸収前スペクトルの仮定に強く依存し、不定性が大きかった。近年、現役世代のチェレンコフ望遠鏡で取得された 10 天体程の活動銀河核天体のスペクトルを合わせて解析することにより、全サンプルに普遍的に現れるガンマ線吸収成分を取り出すことに成功した。この手法によりガンマ線を用いても精度よく宇宙背景光を測定できる段階に来ている[4,5]。図 2.2.3.1 の左パネルにこの手法で得られた宇宙背景光強度分布を示している。すでに見えている銀河からの光全てを足し上げた結果とほぼ一致している。

CTA が稼働すれば数百天体の活動銀河核が赤方偏移 $z=2$ 程度まで、ガンマ線バーストも赤方偏移 $z=6$ 程度まで観測可能となる。これらの膨大なサンプルを合わせれば、宇宙背景光をこれまで以上に精度よく測定できるだけでなく、各赤方偏移での宇宙背景光強度を導出することも可能となり、初代星も含めた星銀河の形成史を解明できる。

さらに、現在のガンマ線観測による宇宙背景光測定の結果を用いて、宇宙膨張の基本定数であるハッブル定数の測定も試みられており、マイクロ波や可視赤外観測の結果と一致している[6; 図 2.2.3.1 の右パネル 参照]。CTA 観測による数百個の活動銀河核やガンマ線バーストサンプルをもちいれば、ダークエネルギーにも制限ができ、CTA により宇宙論的な研究が進展すると期待される。

また、宇宙背景光の研究を通して、銀河間磁場の測定も可能となる。宇宙背景光がガンマ線を吸収する際に、電子・陽電子が生成される。この電子・陽電子は宇宙マイクロ波背景放射を逆コンプトン散乱することで、GeV帯域のエネルギーを持つ二次ガンマ線を生成する。しかし、電子・陽電子は磁場の影響を受けるため、観測される二次ガンマ線は宇宙磁場の強さに依存する[7]。つまり、この二次ガンマ線のスペクトルや時間変動を精密に測定できれば、直接観測が困難である銀河間磁場を測定できる(詳細は2.2.1章参照)。

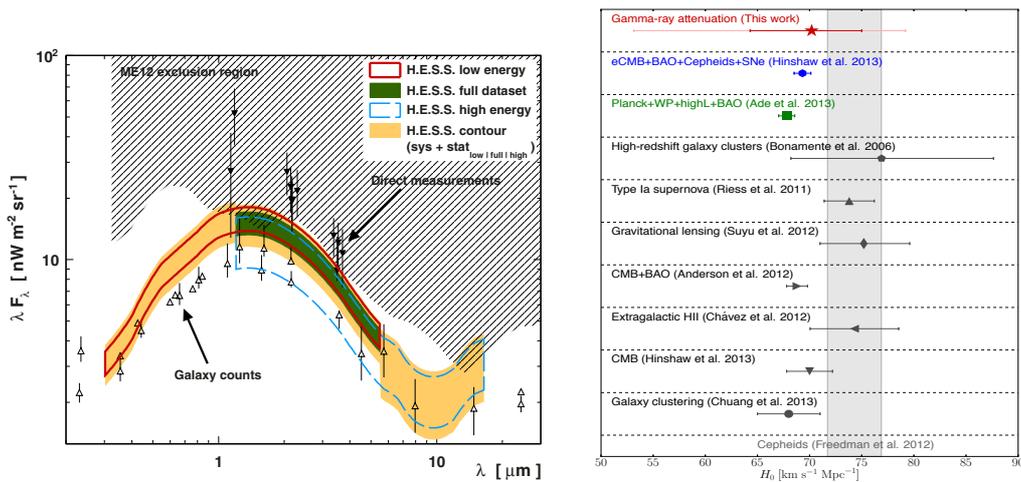


図 2.2.3.1 (左) : 宇宙背景光の強度分布[5]。中塗り点が直接測定による観測データ。中抜き点が銀河から期待される寄与。オレンジ色の領域がガンマ線観測から推定された宇宙背景光強度。(右) : 様々な観測によるハッブル定数の観測結果[6]。最上段がガンマ線による観測から求められたハッブル定数。

Reference

- [1] Dwek, E., & Krennrich, F., 2013, APh, 43, 112
- [2] Mazin, D., et al. 2013, APh, 43, 241
- [3] Albert, J., et al. 2008, Science, 320, 1752
- [4] Ackermann, M., et al., 2012, Science, 338, 1190
- [5] Abramowski, A., et al., 2013, A&A, 550, 4
- [6] Dominguez, A., & Prada, F., 2013, ApJL, 771, L34
- [7] Plaga R., 1995, Nature, 374, 430; Murase, K., et al., 2008, ApJ, 686, L67; Neronov A., et al., 2010, Science, 328, 73

2.2.4. 銀河系外サーベイ

CTA では銀河系外ガンマ線源の無バイアスなサンプルを得るために、銀河系外の全天サーベイ観測が計画されている。無バイアスサンプルを取得することで、各銀河系外天体を統計的に研究できる。特に、超巨大ブラックホールの形成進化解明の鍵となる活動銀河核の宇宙論的進化の研究を促進することが出来る。加えて、天文学の歴史上、サーベイ観測は数々の予期せぬ発見(serendipity)をもたらして来た。VHE ガンマ線では H.E.S.S.による銀河面サーベイによって、多くの VHE ガンマ線天体が検出された。その多くは他の波長で検出されておらず、ガンマ線のみで輝く「暗黒加速器」であったため、天の川銀河の新たな姿を解き明かす一端となった [1]。このような我々の宇宙観を変えるような serendipity も全天サーベイ観測の目的の一つである。

現状の感度計算によると、CTA は、全天の 1/4 にあたる一万平方度を、400 時間弱の観測時間で、20 mCrab の天体まで検出可能である。100 GeV 以上のガンマ線に対するこの感度は、現在稼働中のチェレンコフ望遠鏡の 50 時間観測で達成される感度に相当する。ここでは一視野あたり 30 分の観測を想定している。このような VHE 帯域における広大な領域での高感度サーベイ観測は、広い視野と優れた感度を持つ CTA によって初めて可能になる。

「銀河系外」のサーベイ方法として、以下の 2 つが提案されている。一つ目は、targeted survey というもので、すでに別の波長で知られている天体をフォローアップする。具体的にはフェルミガンマ線宇宙望遠鏡のガンマ線源カタログにリストされている系外天体をフォローアップする計画がある。二つ目は、blind sky survey と呼ばれるもので、全天を無バイアスに観測する。他波長に依存しないため、新天体を発見できる。特にフェルミガンマ線宇宙望遠鏡では観測できない天体が多く検出されると期待されており、こういったガンマ線源は宇宙背景光を通じた銀河形成史の研究や (2.2.3 章参照)、銀河間磁場の研究 (2.2.2 章参照) に適した大量のサンプルをもたらす。無バイアスサンプルにより活動銀河核の進化や未知の宇宙の加速器を発見でき、超高エネルギー宇宙線やニュートリノと合わせた多粒子天文学に大きな寄与できる。ただし、広大な領域を観測することになるため、莫大な観測時間が必要になり、長期的な望遠鏡の運用が必要となる。

Area (deg ²)	19000	9600	1900	190
Exposure (hr/FoV)	0.5	1	5	50
>30 GeV	26	19	7.5	1.7
>100 GeV	25	18	7.2	1.7
>300 GeV	14	9.1	4.0	0.87
>1 TeV	4.3	2.9	1.2	0.28

表 2.2.4.1 全観測時間を 250 時間として CTA でサーベイ観測を行ったと仮定した場合、各エネルギーしきい値で検出が予想されるガンマ線源の数。広い領域を浅くサーベイする方が、検出される VHE ガンマ線源の数が多い。

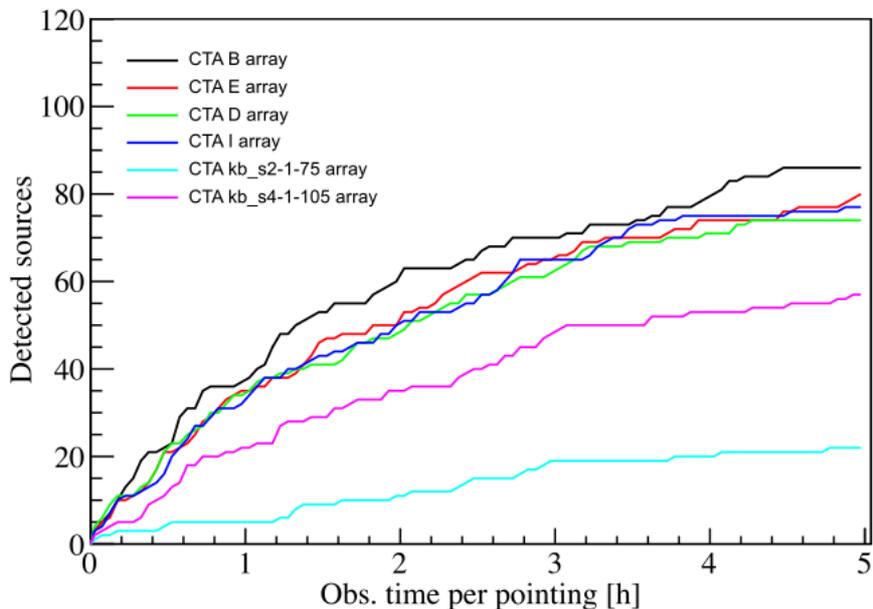


図 2.2.4.2 フェルミガンマ線源のフォローアップ観測を CTA で行ったとき、検出されるガンマ線源の数を観測時間の関数としてプロットしたもの。例えば、各ソースを 0.5 時間観測すれば、20 天体から CTA によって VHE ガンマ線が検出されることを示す (黒、赤、緑、青線)。各々のラインは異なる array configuration に対応する。最終的に 1 つの configuration に決定されるが、現在詳細を議論中である。

ガンマ線領域では銀河系外において最も数が多い天体は活動銀河核である。この 2 つのモードで CTA の銀河系外サーベイ観測を行うと、活動銀河核はいくつ発見されるのだろうか。まずは blind sky survey での観測を考える。サーベイ観測に使用できる時間を 250 時間として、CTA を用いた系外サーベイによる活動銀河核の予想検出数を見積もる

と、1 視野に費やす観測時間を 0.5 時間として、できるだけ広い領域をサーベイした場合に検出数は最大となり、約 20 個程度と予想される (表 2.2.4.1 参照)[2,3,4]。CTA を 20 年運用できれば、この数は数百天体まで伸びると期待されている[2,3,4]。また、2.2.2 章で議論されているように、ブレーザー天体から宇宙線由来の二次ガンマ線が到来している場合は、250 時間観測で約 40 天体と期待され、サーベイにより新たな放射機構の検証が可能である[4]。次に、targeted survey において、GeV ガンマ線帯域のスペクトルを外挿することによって、CTA による予想検出数を見積もると、1 視野に費やす観測時間が 0.5 時間の場合は 20 天体、5 時間の場合は 80 天体と見積もられている (図 2.2.4.2 参照)。

Reference

- [1] Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Aye, K. M., et al. 2005, *Science*, 307, 1938
- [2] Inoue, Y., Totani, T., & Mori, M. 2010, *PASJ*, 62, 1005
- [3] Dubus, G., Contreras, J. L., Funk, S., et al. 2013, *Astroparticle Physics*, 43, 317
- [4] Inoue, Y., Kalashev, O. E., & Kusenko, A. 2014, *Astroparticle Physics*, 54, 118

2.3.1. ダークマター探査

最新の Planck 衛星による宇宙マイクロ波背景放射の非等方性の観測 [1] などにより、現在の全宇宙のエネルギー密度に占める、通常の物質である原子などのバリオン物質の割合はたった 5%程度であることが明らかになってきた。驚くべきことに、約 27%はダークマターと呼ばれる未知物質、残りの約 68%はダークエネルギーと呼ばれる未知エネルギーである。ダークマターの存在はすでに 1933 年に Zwicky によって銀河団中をランダム運動する銀河の速度分散の観測より指摘されており、それ以降も中性水素の 21cm 線を使った銀河の回転曲線の観測、銀河団の X 線観測、大規模構造の重力レンズ効果の観測等、様々な方法によって検証が続けられ、今日その存在を疑う者はほとんどいない。しかし、その正体は全くの謎である。

重力相互作用の下で物質のように振る舞い、光子との散乱をほとんど行わないため、標準理論で知られている素粒子では定性的かつ定量的に説明できず、未知の素粒子がその候補として挙げられている。以下に述べるように、その中でも超対称性理論 (SUSY) が予言する最も質量の軽い粒子 (LSP) は有力なダークマターの候補となる。例えば光子などのゲージ粒子の超対称性パートナーであるニュートラリーノは、最小超対称標準模型 (MSSM) の自然な仮定の下で LSP となり、現在の宇宙に存在するダークマターの存在量を説明できることが知られている [2,3]。

超対称性理論は素粒子論の標準理論を越える理論として提唱されてきた。超対称性とはボゾンとフェルミオンを入れ換える対称性である。この対称性の下では電磁相互作用、弱い相互作用、強い相互作用の 3 つの力の統一 (GUT) が 10^{16} GeV あたりでよりよく実現される。また、輻射補正の寄与がボゾンとフェルミオンで互いに打ち消しあうため、ヒッグス粒子の質量の補正に対する発散の問題 (階層性の問題) を解決する可能性がある。超対称重力理論 (SUGRA) における自然な解決のための必要条件は超対称性粒子の質量がおしなべてヒッグスの質量付近である 100 GeV から 数 10 TeV あたりに存在することである [2]。この質量スケールは、まさに CTA がターゲットとして狙うにふさわしく、超対称性を検証するために、その威力を存分に発揮できるエネルギースケールとなっている。

銀河などに重力的に集まったダークマターの対消滅・崩壊により生成されるガンマ線のシグナルの予言値を、CTA で得られる観測値と比較することにより、ダークマターの質量、粒子の放出モード、対消滅断面積もしくは崩壊の寿命などの詳細な情報を得る事ができる。ニュートラリーノを例にすると、対消滅の最も明快なシグナルは、ループ効果を通じて起こる 2 つの光子の対生成による線スペクトラムである。このループ抑制

されたモードの他に、むしろ支配的となるハドロンの対生成起源による広がったスペクトルが存在する。また、同時に放出された電子・陽電子が逆コンプトン効果で周囲の光子を散乱し、低エネルギー側に、よりフラットなスペクトルを作る。このため、トータルのシグナルはこれらの成分をすべて足し合わせたものになる [3,4]。実際には MSSM の自然なパラメーター空間内においてさえも LSP の質量、対消滅モードなどの性質には不定性があり、パラメーターを変えながらシグナルの予言値を調べることになる。CTA 計画では TeV 領域において H.E.S.S. より 10 倍程度も高い感度を有しているため、バックグラウンドから超過して現れるこの特徴的なスペクトルの検出が期待される。

ダークマターの初検出は今後の素粒子物理の進展に不可欠である。Large Hadron collider (LHC) が比較的軽い領域である数 100GeV の質量の超対称ダークマターの検出を目指しているのに対し、CTA はそれより大きな質量領域を探索するという相補的な役割を担っている。他の宇宙ダークマターの間接検出実験と比べても、ガンマ線観測実験は感度と角度決定精度において最も強力な手法であり、宇宙空間での実際の分布の情報も得ることができる。後に述べるように Fermi 衛星でもダークマター探査が精力的に行われているが、Fermi 衛星のエネルギーの上限が数 100 GeV であることを考慮すると、CTA の役割の重要性は明白である(図 2.3.1.1 参照)。

ダークマター起源のガンマ線は、我々の天の川銀河からくるもの、近傍の矮小銀河からくるもの[6]、そして宇宙全体の銀河からくるもの(宇宙背景ガンマ線)の両方が存在する。前者は天の川銀河の密度プロファイルの情報を含んでおり、後者は近傍銀河の密度プロファイルの情報に加え、宇宙膨張による赤方偏移とそれら銀河自体の形成史の情報も含んでいる。天体起源では説明できない宇宙背景ガンマ線を検出すれば、ダークマターの検証だけにとどまらず、銀河の密度プロファイル・銀河形成の理論などの観測的宇宙論の理解が急速に進むことが期待される。

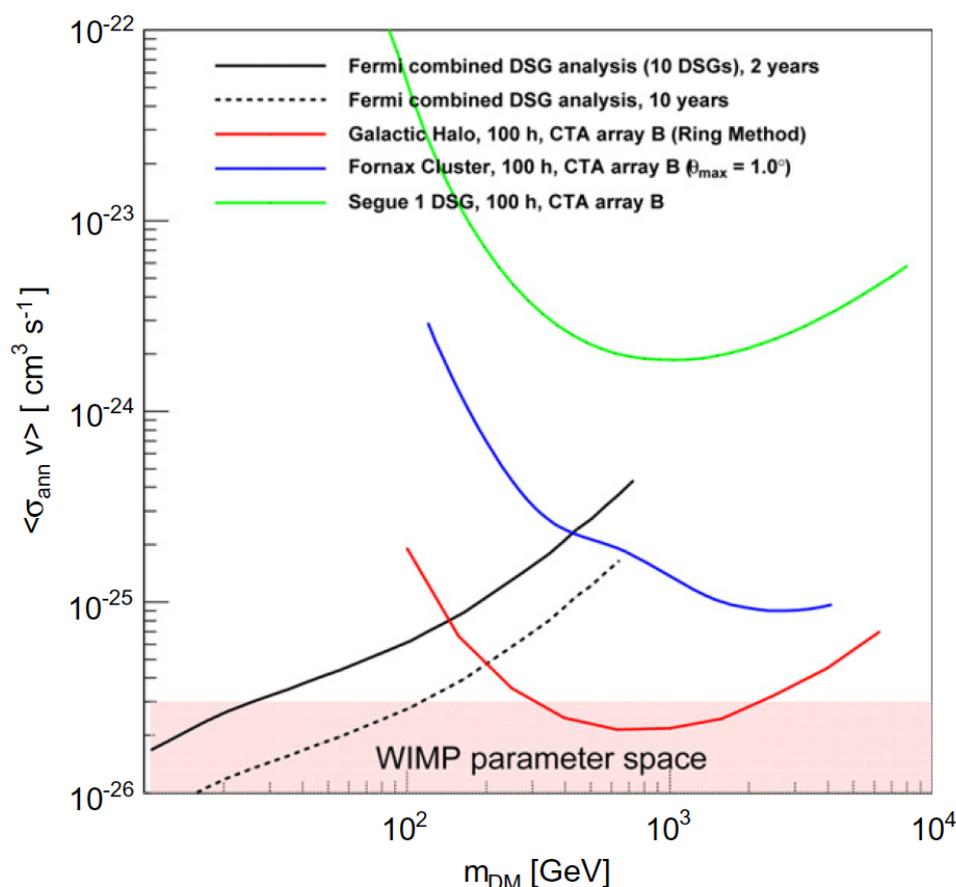


図 2.3.1.1 ダークマターの対消滅断面積に対する上限値 [5]。ボトムクォーク対を放出した場合の解析。左側の右上りの2本の線が Fermi 衛星による、これまでに得られた制限と将来の感度。1000GeV 近辺に感度がある3つの線が CTA の将来の感度を表す。

最近の電子・陽電子観測において、AMS-02 実験[7]、PAMELA 衛星実験 [8]、PPB-BETS [9]・ATIC [10] などの気球実験、H.E.S.S.による地上実験、Fermi 衛星実験 [11] の観測により、電子に対する陽電子の比、それに加えて電子と陽電子のフラックスの和が標準的な理論の予言値より超過するという問題が報告されている（陽電子/電子過剰問題）。その問題を解決するために導入された、数 TeV から数 10TeV の質量のダークマターの対消滅・崩壊モデル [12,13] の是非について、Fermi 衛星実験によるガンマ線観測では未だ決着がついていない [14,15]。Fermi 衛星の測定可能なエネルギーの上限が数 100GeV 程度であるのに対し、CTA では数 TeV から数 10TeV 付近のガンマ線の詳細な情報を得ることができる（図 2.3.1.1 参照）。また、CTA 自身も H.E.S.S.より高いエネルギーの電子・陽電子を詳細に観測することができることは特筆すべきことである。近い

将来、CTA によるこの領域のエネルギーでの新しいガンマ線観測と新しい電子・陽電子観測のデータが陽電子/電子過剰問題に決着をつけることが期待される。

Reference

- [1] Ade, P. A.R. et al 2013, arXiv:1303.5076 [astro-ph.CO].
- [2] Martin, S.P. 1997, "A Supersymmetry Primer," arXiv:hep-ph/9709356.
- [3] Jungman, G, Kamionkowski, M., & Griest, K. 1996, Phys. Rept. 267, 195.
- [4] Bergstrom L. 2000, Rept. Prog. Phys. 63, 793.
- [5] Doro M., et al. 2013 [CTA Collaboration], Astropart. Phys. 43, 189.
- [6] Bhattacharjee B., Ibe M., Ichikawa K., Matsumoto S., & Nishiyama K. 2014, arXiv:1405.4914 [hep-ph].
- [7] Aguilar M., et al. 2013, [AMS Collaboration], Phys. Rev. Lett., 110, 141102.
- [8] Adriani O. et al. 2009, PAMELA Collaboration, Nature 458, 607.
- [9] Chang J., et al. 2008, Nature 456, 362.
- [10] Torii S., et al. 2008, PPB-BETS Collaboration, arXiv:0809.0760 [astro-ph].
- [11] Abdo A.A. et al., The Fermi LAT Collaboration 2009, Phys. Rev. Lett. 102, 181101.
- [12] Hisano J., Kawasaki M., Kohri K., & Nakayama K. 2009 Phys. Rev. D79, 063514, Kawasaki M., Kohri K., & Nakayama K. 2009, Phys. Rev. D80, 023517.
- [13] Kohri K., & Sahu N. 2013, Phys. Rev. D88, 103001, Ishiwata K., Matsumoto S., & Moroi T. 2009, Phys. Lett. B 675, 446, Chen C.R., Nojiri M.M., Takahashi F., & Yanagida T.T. 2009, PTP 122, 553, Shirai S., Takahashi F., & Yanagida T.T. 2010, PTP 122, 1277, Hamaguchi K., Nakamura E., Shirai S., & Yanagida T.T. 2009, Phys. Lett. B 674, 299.
- [14] Abdo A.A. et al. 2019, The Fermi-LAT collaboration, Phys. Rev. Lett. 104, 101101.
- [15] Papucci M., & Strumia A. 2010, JCAP 1003, 014

2.3.2. 相対論の検証

100年ほど前に相対性理論と量子論が提唱され、それ以降、物理基礎理論は実験による検証を通じて目覚ましい発展を遂げてきた。しかし40年ほど前に素粒子の標準理論が完成して以来、地上での実験はうまく説明され続け、物理の基礎理論に大きな変更を加える必要がないまま今日に至っている。これは決して基礎理論の完成を意味しているわけではなく、重力場の量子化や暗黒エネルギーの正体など、標準理論の範囲では説明できない課題が残されている。標準理論からのズレを見つけて、新しい理論の兆候を探る高エネルギー実験は年々大規模になっている。それでは、長い基礎理論研究の停滞から抜け出すには、巨大な加速器を作るしか手が無いのであろうか？答えは否で、宇宙線の観測から新たな素粒子が発見されたように、地球の外からやってくる情報は、基礎理論の検証にとって現在でも大変有効である。

CTAは宇宙の遠方にある時間変動する天体からのガンマ線を捕らえる事で、実効的な光速のエネルギー依存性を測り、光速の不変性を検証する事ができる[1]。光速不変性、言い換えればローレンツ不変性は現代物理の基本法則なので、この不変性の検証は幾つかの量子重力理論に強い制限を課すこととなる。例えば最も盛んに議論されている超弦理論でも、ローレンツ不変性が自発的に破れる可能性が指摘されている[2]。巨視的には感じる事ができないコンパクト化された時空に住む“D-粒子”と電磁波が相互作用することで、真空の屈折率がエネルギー依存性を持つようになる理論[3]も提案されている。時空が離散的な値をとることを仮定するループ量子重力理論[4]においても、光子の伝播速度がエネルギーに依存する可能性が指摘されている[5]。天体を同時に出発した二つの光子が長大な距離を伝播する間に、微小な速度差が地球への到達時間の時差として表れるのを測定する事で、相対論の検証ができるのである[6]。

幾つかの簡単なモデルが示唆するように、光の群速度がエネルギー E_γ の関数として

$$v_g \cong c \left\{ 1 - \left(\frac{E_\gamma}{M_n} \right)^n \right\}$$

と表される場合について考える。AGNやGRBなどの激しい変動を示す天体を観測し、ガンマ線とX線などの低エネルギー放射の到着時刻差を測定することで、上記の M_n に対して制限を加えることができる。しかし観測される到着時刻差の原因が、光速の違いなのか、あるいは天体固有のスペクトル進化なのかは、原理的に判別できない。光速の違いによる到着の遅れは距離に比例するので、様々な距離に位置する多数の天体を

観測し、そこから距離と共に到着時刻差が長くなる傾向を探るのが理想的な方法である。

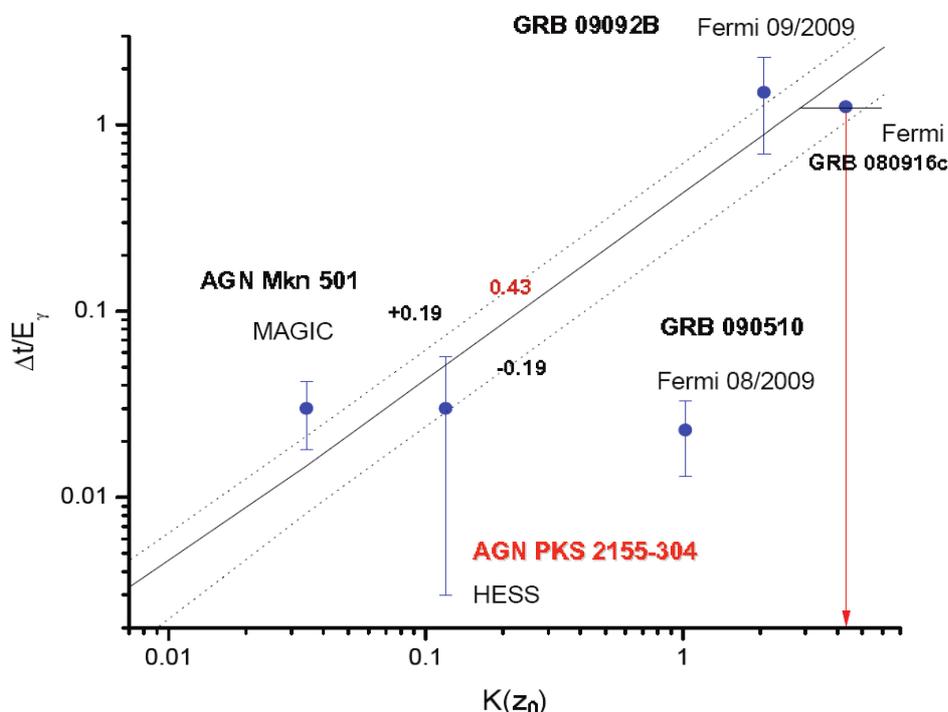


図 2.3.2.1. AGN と GRB において確認された光子到着時間差 (縦軸) とその距離 (横軸)

[7]

残念ながら、こうした議論ができる天体の数は限られており、一つ一つの天体に対して M_n の下限を求めているのが現状である。図 2.3.2.1 にあるように、AGN では Mrk 501 及び PKS 2155-304 のガンマ線フレアが強い制限をつけており (図中の直線は $M_1 = 0.43 \times 10^{18} \text{ GeV}$ に対応)、どちらも IACT による観測である。しかし、最も強い制限は Fermi 衛星によって観測された GRB 090510 である。ただしこれはたった一つの 31 GeV 光子の到来に基づいている。低エネルギーでは幾つかのパルスが観測されている中で、この光子がどのパルスに付随して放射されたかという仮定に結果は大きく依存している。それでも M_1 の下限として $1.4 \times 10^{19} \text{ GeV}$ から $1.2 \times 10^{21} \text{ GeV}$ というプランクスケールに迫る制限が得られている[8]。CTA の確実なターゲットである AGN ではこれ以上 M_1 を制限できないかもしれないが、 M_2 に対しては TeV までスペクトルが伸びている AGN の方が有利である。H.E.S.S. が PKS 2155-304 から得た下限 $M_2 > 6.4 \times 10^{10} \text{ GeV}$ [9] が最も強い制限となっている。

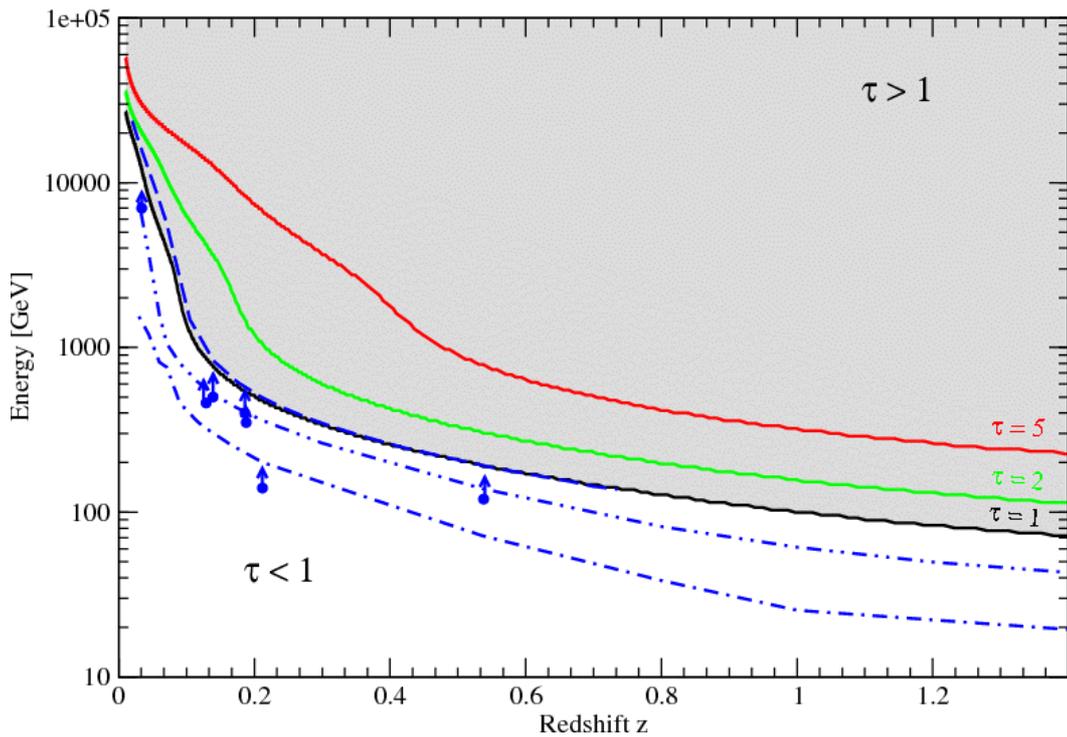


図 2.3.2.2. 宇宙背景光と相互作用するガンマ線の地平面[12]

CTA はより高エネルギーの光子を高い統計で観測できるので、エネルギー帯域と時間分解能が改善され、上記の制限を更新することは間違いない。また、GRB を検出できた場合のインパクトについては言うまでもない。観測性能の向上は、AGN フレア放射源固有のスペクトル進化に対する理解も深めるので、この効果をガンマ線到来遅延の要因として取り除く上でも望ましいことである。フレアの中で今まで見過ごされていた小さな振幅の変動も検出されるであろう。こうした変動はより小さな放射領域、すなわち短い時間変動が期待され、光速度不変性の破れにより強い制限を与えるのかもしれない。新天体を含む遠くの暗い AGN を観測することで、伝播距離を稼ぐ戦略もあるだろうが、近くて暗い AGN はよりコンパクトな放射領域を持つ、すなわち短い時間変動を示す可能性があり、どちらの方が有利か現時点では結論できない。

これまで光の到達時間の時差を利用した制限について述べてきたが、独立な方法で光速度のエネルギー依存性を検証する方法も存在する。もし光速度にエネルギー依存性があると電子陽電子対生成などの種々の粒子反応過程が微小な変更を受ける可能性がある[10]。すると AGN や GRB から放出された TeV ガンマ線と宇宙赤外背景放射光との相互作用にも影響し、地上で観測される AGN や GRB のスペクトルも光速度不変性の

破れの影響を受けたものになる[11]。現状では宇宙赤外背景放射などの不定性が大きいためにこの方法で良い制限を得ることは難しい。しかし CTA によって TeV 付近でのスペクトルが精度良くはかられるだけでなく、多くの AGN を観測することで宇宙赤外背景放射光の不定性も少なくなるかもしれない。より楽観的に考えて、CTA が $z=1$ より遠方の天体から TeV を超えるガンマ線を観測できてしまった場合（図 2.3.2.2 を見る限り不可能、 $M_1 \approx 10^{19} \text{GeV}$ に相当）、光速度不変性の破れが真剣に議論されることとなるであろう。

このように GRB や AGN からの高エネルギーガンマ線の到達時間のずれやスペクトルを詳細に調べることで CTA を用いて相対論の検証を行なうことができ、その成果は今後の物理基礎理論の発展の方向性にも大きな影響を与えるはずである。

Reference

- [1] Ellis, J.R., & Mavromatos, N.E. 2013, *Astropart. Phys.*, 43, 50
- [2] Kostelecký, V. A., & Samuel, S. 1989, *Phys. Rev. D*, 39, 683
- [3] Ellis, J.R., Mavromatos, N.E., & Nanopoulos, D.V. 2008, *Phys. Lett. B*, 665, 412
- [4] Ashtekar, A., & Lewandowski, J. 2004, *CQGra*, 21, R53
- [5] Gambini, R., & Pullin, J. 1999, *Phys. Rev. D*, 59, 124021
- [6] Amelino-Camelia, G. et al. 1998, *Natur*, 393, 763
- [7] Ellis, J.R., Mavromatos, N.E., & Nanopoulos, D.V. 2011, *IJMPA*, 26, 2243
- [8] Abdo, A. A. et al. 2009, *Natur*, 462, 331
- [9] Abramowski, A. et al. 2011, *Astropart. Phys.*, 34, 738
- [10] Kifune, T. 1999, *ApJ*, 518, L21
- [11] Protheroe, R. J., & Meyer, H. 2000, *Phys. Lett. B*, 493, 1
- [12] Kneiske, T.M., & Dole, H. 2010, *A&A*, 515, A19

2.4. 多粒子観測と CTA

2.4.1. X 線観測と CTA

1962年にリカルド・ジャコーニら[1]によってはじめて宇宙 X 線が発見されて以来、X 線天文学は着実に進歩を遂げ、現代天文学において重要な位置を占めるに至った。今世紀に入ってから、日米欧の X 線観測衛星 Suzaku, Chandra, XMM-Newton の活躍があり、ブラックホール、中性子星、超新星残骸、銀河団といった高エネルギー現象を示す天体の研究が大きく進展した。さらに 2012 年に打ち上げられた米国の X 線衛星 NuSTAR [2] には、硬 X 線帯域での撮像観測を可能にする硬 X 線ミラーがはじめて搭載され、宇宙の非熱的現象を探る新しい一歩が踏み出された。そして日本の X 線衛星として六代目となる ASTRO-H [3] が 2015 年に種子島宇宙センターから打ち上げられる予定である。ASTRO-H は日米欧の協力による国際的なミッションであり、軌道上の「共同利用天文台」として X 線観測の分野を牽引する役割を担う。ASTRO-H の外観を図 2.4.1.1 に示す。特に ASTRO-H に搭載される X 線マイクロカロリメータでは、空間的に広がった天体に対するスペクトル分解能がこれまでに比べて飛躍的に向上し、高温プラズマの力学状態を詳細に診断することが可能になる。X 線マイクロカロリメータによる X 線輝線・吸収線の測定から、X 線放射プラズマの乱流やバルク速度が引き起こすドップラー効果を測定する事などができる。ASTRO-H やその先に実現する X 線観測プロジェクトと、CTA を組み合わせることで、宇宙における高エネルギー現象の解明が飛躍的に進展することが期待される[4]。



図 2.4.1.1 ASTRO-H 衛星の概観図 [4]。

一般に宇宙における非熱的粒子からの放射は、電波、赤外、可視光、X線、そしてガンマ線のあらゆる波長帯に放射スペクトルが分布するため多波長観測が重要である。特にTeVガンマ線観測はX線観測と組み合わせることで理論モデルが効果的に制限されることが多い。象徴的な例が超新星残骸RX J1713.7-3946におけるTeVガンマ線分布(H.E.S.S.) [5]とシンクロトロンX線分布(ASCA衛星)(図2.1.1.1)の比較である。この場合、シンクロトロンX線は10 TeV程度のエネルギーを持つ電子による放射であり、TeVガンマ線を放射している粒子とエネルギーが近いいため、両者の比較が有効なのである。またパルサー星雲においては、TeVガンマ線が逆コンプトン散乱によるものと考えられているため、X線とTeVガンマ線の観測を組み合わせることで磁場を推定することができる。図2.4.1.2に示すのは、パルサー星雲HESS J1825-137のSuzakuによるX線分布とH.E.S.S.によるTeVガンマ線分布の比較であり[6]、この例ではパルサーからの距離の関数としてパルサー星雲の磁場を推定できる。

X線帯域ではChandra衛星のようにガンマ線観測に比べて高い空間分解能での測定が可能であり、ガンマ線放射の起源を突き止める上でX線観測によって得られた空間的な情報を活用できる。さらに将来的には、X線・硬X線帯域において偏光観測[7]が実現すると期待される。TeVスケールのエネルギーを持つ電子からのシンクロトロンX線放射の偏光を測定することによって磁場の方向や磁気乱流を推定することが可能になり、TeVガンマ線の起源を特定する上で重要な情報が得られるだろう。

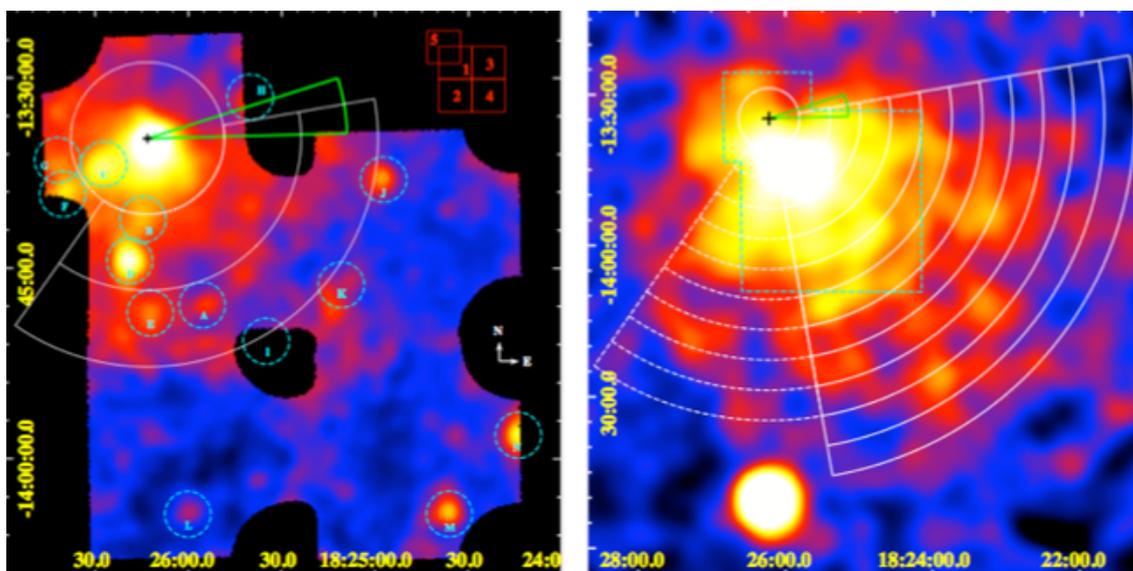


図 2.4.1.2 パルサー星雲 HESS J1825-137 からの TeV ガンマ線(H.E.S.S.:右)と X 線(Suzaku:左)放射の比較[6]。

X線観測と TeV ガンマ線観測を組み合わせる上でそれぞれの吸収過程の違いが重要になる。TeV ガンマ線は赤外線光子と衝突して電子陽電子対を対生成することで吸収される($\gamma\gamma$ 吸収過程)ため、赤外線光子柱密度の高い領域から TeV ガンマ線は脱出できない。一方、シンクロトロン X線はガス柱密度が大きい場合は光電効果やコンプトン散乱によって吸収・散乱される。例えば、コンパクト天体と大質量星の連星であるガンマ線連星 LS 5039 では TeV ガンマ線の $\gamma\gamma$ 吸収が顕著になりうる[8]。この連星系では相対論的アウトフロー内の高エネルギー電子が、大質量星からの光子を逆コンプトン散乱することによって TeV ガンマ線が生成されていると考えられている。大質量星が放つ光子の散乱により生成された TeV ガンマ線は、さらに大質量星の光子場中を伝播する道程で $\gamma\gamma$ 吸収を受け、TeV ガンマ線放射スペクトルは連星系の軌道位相に応じて大きな変化を示す[9]。一方、X線は連星系内ではほとんど吸収を受けないため、X線変動から粒子加速に由来する位相変化を捉えることができ、X線観測は TeV ガンマ線観測と相補的な関係にある。LS 5039 の場合、X線と TeV ガンマ線の観測結果を同時に説明するためには、理論的に最大限に効率的な粒子加速過程が必要であることが示唆されている[10]。今までは十分に位相分解された TeV ガンマ線スペクトルの測定はできなかったが、CTA による観測が実現すれば、位相ごとに X線スペクトルと TeV ガンマ線スペクトルの直接的な比較が可能になり、粒子加速と非熱的放射のモデル、そして相対論的アウトフローの構造に強い制限を与える事ができるだろう。

Reference

- [1] Giacconi, R. et al. 1962, *PhRvL*, 9, 439
- [2] Harrison, F. A. et al. 2013, *ApJ*, 770, 103
- [3] Takahashi, T. et al. 2012, *Proceedings of the SPIE*, 8443, 84431Z
- [4] Takahashi, T., Uchiyama, & Y., Stawarz, L., 2013, *Aph*, 43, 142
- [5] Aharonian, F. A. et al. 2007, *A&A*, 464, 235
- [6] Van Etten, A., & Romani, R. 2011, *ApJ*, 742, 62
- [7] Jahoda, K., 2010, *Proceedings of the SPIE*, 7732;
Tajima, H. et al. 2010, *Proceedings of the SPIE* 7732
- [8] Khangulyan, D., Aharonian, F. A., & Bosch-Ramon, V., 2008, *MNRAS*, 383, 467
- [9] Aharonian, F. A. et al. 2006, *A&A*, 460, 743
- [10] Takahashi, T. et al. 2009, *ApJ*, 697, 592

2.4.2. フェルミガンマ線宇宙望遠鏡と CTA

フェルミガンマ線宇宙望遠鏡（以下、フェルミ衛星）は、2008年6月にアメリカ、ケープカナベラル空軍基地から打ち上げられた天文観測衛星であり、GBM (Gamma-ray Burst Monitor)とLAT (Large Area telescope)の二種類の検出器を有する。本章で取り上げるのはLAT検出器であり、 2.4π strの有効視野にて通常全天サーベイモードにて運用されており、3時間で全天を観測している。また、20 MeV から 300 GeV 以上のエネルギー帯域に感度を持つ[1]。ここからも、10 GeV 帯から 100 GeV 帯は、衛星（フェルミ衛星）と地上のチェレンコフ望遠鏡(CTA)どちらからも観測可能なエネルギー帯域となることがわかる。チェレンコフ望遠鏡は衛星と比べて非常に大きな「有効面積」にて観測できる(10^3 m^2 vs. 1 m^2)。一方で、フェルミ衛星はこの帯域ではほぼバックグラウンドフリーの観測となり、結果的にそれぞれがこの帯域にて同等な感度を示すことになる。

この10-100 GeV帯は、衛星観測の上端かつチェレンコフ望遠鏡観測による下端のエネルギー帯域であるが故に技術的に困難も多く、近年ようやく観測可能となった帯域であるが、以下の例のように、科学的に重要なエネルギー帯域と知られている。

- ガンマ線で見通すことのできる宇宙の深さが劇的に変化するエネルギー帯域である。特に赤方偏移が1を超える遠方天体で起きる高エネルギー現象は、100 GeV以下の帯域になって、ようやく観測可能となる（2.2.3章参照）。
- フェルミ衛星の観測で一番明るい天体種は、概ねこの帯域でそのスペクトルの形が急激に変わる（冪が急になる）。例として、活動銀河核である Flat spectrum radio quasar(3C454.3)や分子雲と相互作用を起こしている超新星残骸(W44)が挙げられる。
- 銀河面のガンマ線拡散放射の寄与が急激に変化する。正確には、銀河面拡散放射のスペクトルの冪は、フェルミ衛星で検出された典型的な天体より急になる。結果として、GeV以下では銀河系内ガンマ線天体は銀河面拡散放射に埋もれやすいが、100 GeV以上の帯域では天体からの放射が優勢となり、それぞれの天体の姿が鮮明に現れやすい。

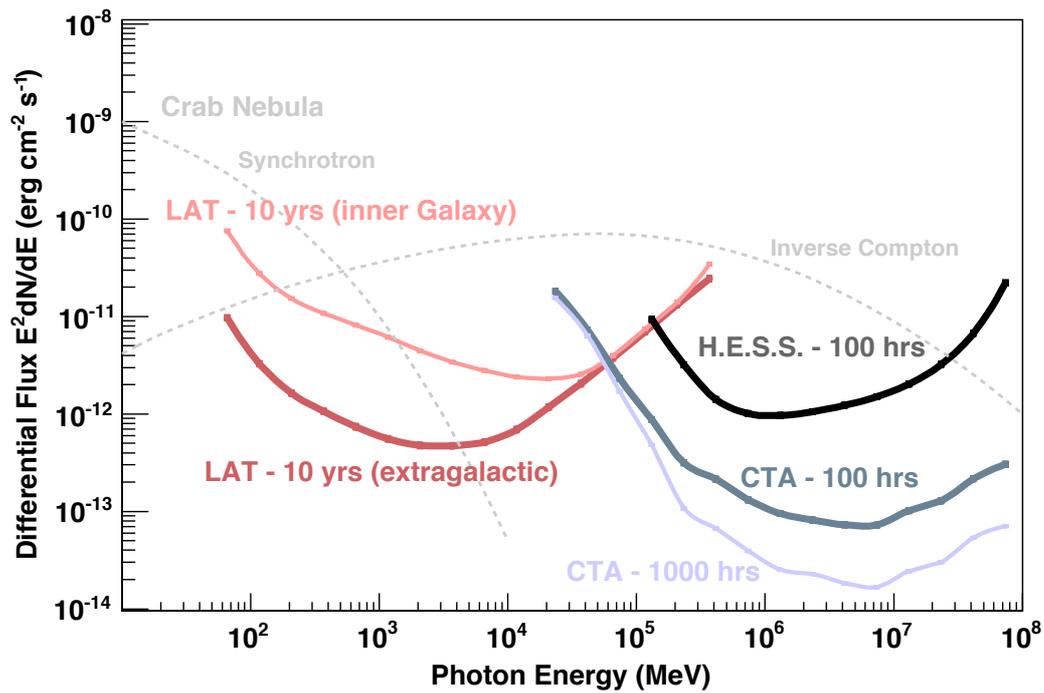


図 2.4.1.1 フェルミ衛星(LAT)とCTAの微分感度曲線(既存のチェレンコフ望遠鏡との比較としてH.E.S.S.)。

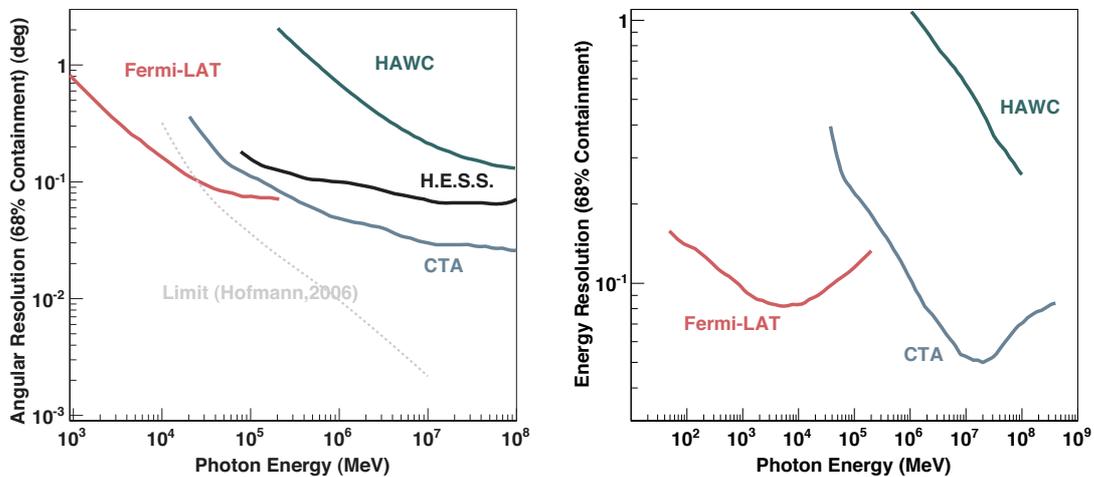


図 2.4.1.2. (左): 角度分解能、(右): エネルギー分解能 (HAWC とは、水タンクを利用した別種のガンマ線観測実験装置。)

図 2.4.1.1, 2.4.1.2 に、フェルミ衛星(LAT)とCTAの観測性能(点源天体に対する微分感度曲線、角度分解能、エネルギー分解能)を示す。比較のため、既存のチェレンコフ望遠鏡としてH.E.S.S.の性能も示されている。フェルミ衛星の感度は、2018年に到達すると予想される10年運用後の感度である。点源天体に対する感度は背景の拡散ガンマ

線放射の影響を受けるため、拡散ガンマ線放射が優勢となる銀河面の場合(inner Galaxy)と、その寄与の小さい高銀緯(extragalactic)の場合に分けて示してある。ただし、前述の通り、10 GeV 以上にて銀河面拡散ガンマ線は急激に減衰するため、結果的に、フェルミ衛星の数十 GeV 以上の感度曲線は、銀河面でも高銀緯でもほぼ同等になる。また、CTA の感度曲線は、100 時間と 1000 時間観測であるが、これらはそれぞれ 1 年と 10 年の運用にて一つの天体に対しての最長観測可能時間と考えて良い(一つのサイトでの観測可能な時間は約 1300 時間/年である)。ただし、100 GeV 以下の CTA の観測はバックグラウンドのイベント数が多く、その系統誤差(1%と仮定)を考慮すると、100 時間以上観測しても感度は向上しない。また、この図から、それぞれの感度は約 40 GeV 辺りで交差しており、10-100 GeV 帯の感度はそれぞれ同等であることがわかる。言い方を変えたと、40 GeV 以上のエネルギー帯域では、フェルミ衛星の 10 年運用での到達感度を CTA は 100 時間で達成できることを意味する。

上記の感度の議論は、定常な点源天体に対してであるが、ガンマ線バースト(GRB: 2.2.1.章)や活動銀河核ジェットのプロア現象(2.2.2.章)に代表される短時間の放射に対しては、現象が視野内で発生した場合、CTA に大きな優位性がある。これは、短時間現象のためバックグラウンドイベント数は無視できるほど少なく、チェレンコフ望遠鏡の大きな有効面積が直接生かされるからである。図 2.4.1.3.に、観測時間に対して、 5σ の有意度で信号を検出するために必要な天体フラックス強度を 3つのエネルギー帯でそれぞれ示している。短時間観測の場合の CTA の優位性は一目瞭然である。一方で、これら突発現象は、発生場所と時刻を予想するのは不可能であり、そのような現象を視野内に捉える性能は 2.4π str の広視野を誇り 24 時間観測可能なフェルミ衛星に遠く及ばない。ただし、CTA の 10-100 GeV 帯観測の核となる大口径望遠鏡は、天球の任意の場所に 20 秒以内に向け直す性能を有することで、GRB の prompt emission の観測を目指している。

また、ミリ秒から数秒の放射周期を持つパルサー(2.1.2 章)などの観測に対しては、通常の観測と比べてより暗い天体まで検出可能と期待できる。その理由は、前述の通り 100 GeV 以下の感度はバックグラウンドの系統誤差が決めているが、パルサーの場合、放射のない「off pulse」 phase を利用して、より正確にバックグラウンド量を推定する事が可能であり、その系統誤差を非常に小さく抑えられるからである。図 2.4.1.4.にバックグラウンドの系統誤差を考慮しない場合の微分感度曲線を示す。通常(1%の系統誤差)の感度に比べて向上しているのがわかる。

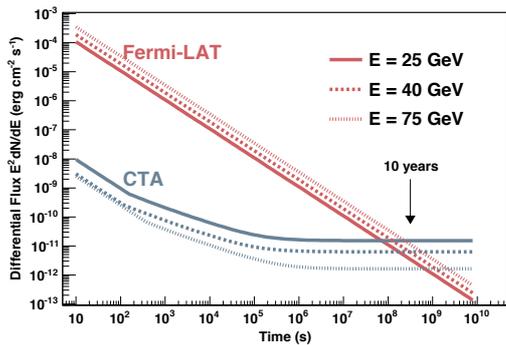


図 2.4.1.3. 観測時間と 5σ 検出のために必要となる天体フラックス強度。フェルミ衛星と CTA でのそれぞれの観測にて、3つのエネルギー帯域の場合を示している。

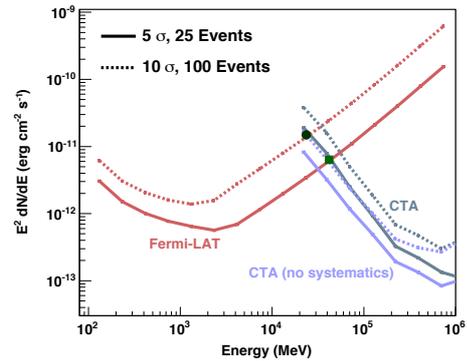


図 2.4.1.4. 微分感度曲線 (5σ 検出: 実線、 10σ 検出: 点線)。ただし、CTA の感度にはガンマ線イベントの統計誤差のみを考慮した場合 (薄青) と通常 の系統誤差込み (緑) の場合が示されている。

以上のように、フェルミ衛星と CTA の観測能力をそれぞれ比較しながら議論してきたが、相補的な面も多く、理想的な高エネルギーガンマ線天体観測は、フェルミ衛星と CTA 双方を同時に用いて観測することである。例えば、高エネルギーガンマ線天体として一番数の多い「活動銀河核 (ブレイザー)」(2.2.2 章)は、その放射に大きな変動性を示すことが知られており、放射起源の謎を解明するためには、フェルミ衛星と CTA での同時観測は不可欠である。また科学的な側面に加えて、異なる装置で同じエネルギー帯域を同時に観測可能であることから「cross-calibration」を実施出来る利点もある。ここからは、フェルミ衛星、CTA それぞれの装置の信頼性を相互に高めあうことにも繋がる。フェルミ衛星の当初の予定の 10 年の運用期間は 2018 年に迎えてしまうが、CTA の全体運用の開始予定は 2020 年頃であり、フェルミ衛星と CTA フルアレイ同時観測を数年間だけでも可能とするためにも、フェルミ衛星の少なくとも 5 年程度の運用の延長が CTA コミュニティからも強く望まれている。

[1] Atwood, W. B., Abdo, A. A., Ackermann, M., et al., 2009, ApJ, 697, 1071

2.4.3. ニュートリノと CTA

陽子及び原子核の加速天体を同定する目的において、ガンマ線観測と相補的な手段が高エネルギーニュートリノ観測である。ニュートリノは荷電粒子と違い、磁場の影響を受けずにニュートリノは宇宙線加速天体から地球までほぼ直進する。またガンマ線と違い天体内部や銀河間空間での減衰はほぼ無視でき、そのため陽子加速天体を同定するという目的においては最も直接的な証拠となる[1]。一方、核子とは弱い相互作用でのみ反応するため、検出には大型の観測機器が必要になり、天体起源の高エネルギーニュートリノ検出は容易ではなかった。(太陽と超新星から低エネルギーニュートリノは検出されている。)しかし2012年6月に京都で行われたニュートリノ会議において、南極に建設された IceCube ニュートリノ観測所で PeV(=1000 TeV)領域のエネルギーを持つニュートリノが2事象検出されたことが報告され[2]、その後の解析で更に26事象が見つかった[3]。3年間の観測で統計的有意性は5.7シグマに達し、天体起源ニュートリノが含まれることは確実に became [4]。PeV ニュートリノの起源天体はまだ解明されていないが、高エネルギーニュートリノ天文学が始まる重要なステップが刻まれたといえる。

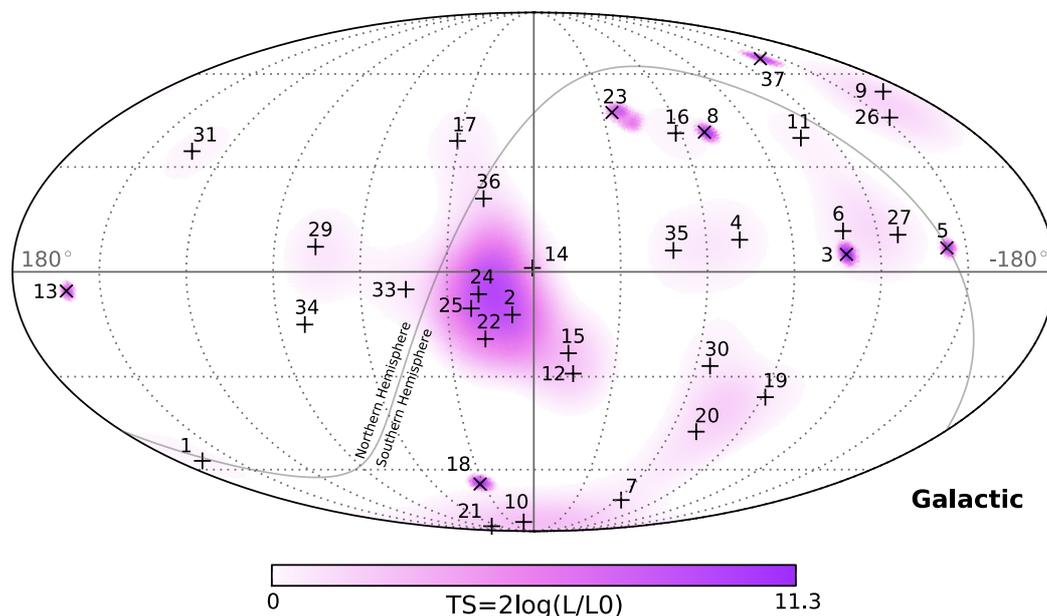


図 2.4.2.1. 2010-2013 年の 3 年間で集められた IceCube データの解析で見つかったニュートリノ事象の銀河座標での全天分布[4]。TS(Test Significance)はそれぞれの位置で点源がクラスタリングしている有意性を表す。今のところは統計的に有意なクラスタリングは見られない。×はニュートリノ由来のシャワー事象、+はニュートリノ由来のミュオントラック事象を表す。

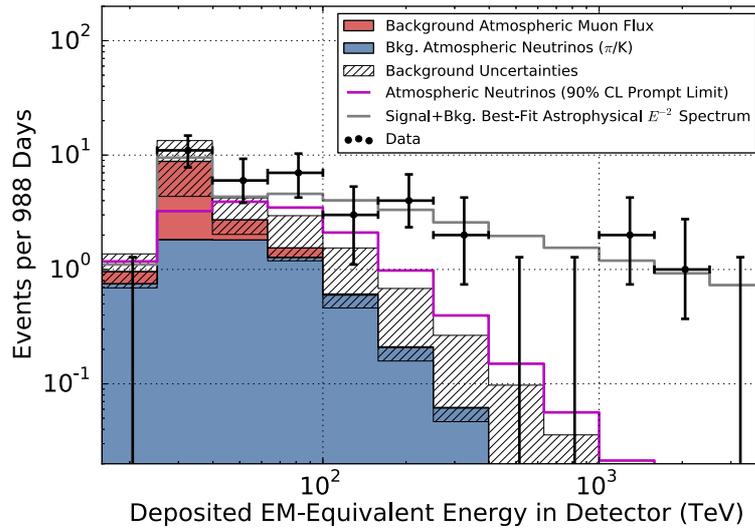


図 2.4.2.2 2010-2013 年の 3 年間の IceCube の観測で見つかったニュートリノ事象について、ニュートリノが検出器内に放出したエネルギーの分布[4]。元のニュートリノが持つエネルギーとは限らないことに注意。赤の領域は、大気ミュオン雑音、青の領域がパイオン及びケイオン由来の大気ニュートリノ雑音を示す。斜線の領域はこれらの雑音の不定性で、これらの雑音だけではデータを説明できず、地球外の天体起源のニュートリノが必要であることがわかる。

これまで検出されたニュートリノは拡散流束もしくは天体起源背景放射と呼ばれるものであり、多くの遠方のニュートリノ天体の寄与の重ね合わせであると考えられる。ニュートリノ天文学が真の意味で始まるためには、ニュートリノ天体を見つけなければならない。その目的において、大気ニュートリノや大気ミュオンによる雑音を可能な限り除去するため、電波からガンマ線にいたる電磁波での観測によって候補天体の位置情報や時間情報を得る事は非常に重要である。特にこれらの天体はニュートリノだけでなくガンマ線も中性パイオンの崩壊などを通して放射するので、CTA などのガンマ線望遠鏡での観測も大いに期待できる。しかし現在のニュートリノ検出器で得られる情報は限られている。陽子や原子核の加速の様子を詳細に調べ、加速機構や天体の物理情報を明らかにするためには感度に優れた CTA を用いた研究が力を発揮するだろう。

ニュートリノ天体の候補として、超新星残骸、未同定 TeV ガンマ線天体、ガンマ線連星、フェルミバブルなど様々な銀河系内のガンマ線天体が議論されている[5,6]。ニュートリノとガンマ線の同時観測は、非熱的陽子成分と非熱的電子成分との比較を容易にし、他波長の観測と合わせて陽子と電子の加速機構を包括的に調べることを可能にする。特に 100TeV 付近のエネルギーのニュートリノとガンマ線の観測により、大きな謎とし

で残されている knee のエネルギーまで陽子を加速する天体に迫ることができるだろう。

10^{17} eVあたりの second knee を超えるエネルギーを持つ宇宙線の起源は系外か系内かもわかっていないが、活動銀河核やガンマ線バーストなどの我々の銀河系の外で作られた強力な相対論的ジェットで作られている可能性がある。これらの天体は非常に明るく光り輝いていることから、高エネルギー陽子及び原子核と低エネルギー光子の反応によって高エネルギーニュートリノが作られているだろう[7,8]。しかし、その効率には不定性が大きい。また、高エネルギーのガンマ線も低エネルギー光子と反応して天体から逃げ出せなくなるため、ニュートリノ生成の効率が良い天体は高エネルギーのガンマ線では暗くなるという困難がある[9]。しかし、ニュートリノとガンマ線を組み合わせれば、どの程度陽子が加速されているかなどの重要な情報を得る事ができると期待される。

PeV 領域の拡散ニュートリノ流束の系外起源天体としてスターバースト銀河や銀河団・銀河群などが提案されている。これらの天体を持つ磁場により宇宙線は長時間閉じ込められ、その間に陽子や原子核はガスと反応してニュートリノやガンマ線を放射する。しかし、Fermi ガンマ線望遠鏡による拡散ガンマ線流束の観測結果を考慮すると、IceCube のデータを説明するにはスペクトルが非常にハードでなければならない[10]。そのような特徴を持つガンマ線天体は CTA で見つかるかと期待される。

以上のように、ニュートリノとガンマ線は切っても切れない関係にあり、数十 GeV を超える高エネルギー領域で世界最高感度を持つであろう CTA のガンマ線望遠鏡はニュートリノ天体や宇宙線加速源の発見及び解明に大きな武器となる。また、電波やエックス線を含めた多波長観測、更には高エネルギー宇宙線の観測を組み合わせることで、宇宙線の起源及び宇宙線加速機構解明に大きく迫ることができるであろう。

References

- [1] Reines, F. 1960, ARNPS, 10, 1
- [2] IceCube Collaboration 2013, PhRvL, 111, 021103
- [3] IceCube Collaboration 2013, Science, 342, 1242856
- [4] IceCube Collaboration 2014, arXiv:1405.5303
- [5] Stecker, F. W. 1979, ApJ, 228, 919
- [6] Ahlers, M. & Murase, K. 2013, arXiv:1309.4077.
- [7] Waxman, E & Bahcall, J. 1997, PhRvL, 78, 2292
- [8] Mannheim, K. 1995, APh, 3, 295
- [9] Dermer, C. D., Ramirez-Ruiz, E., & Le, T. 2007, ApJ, 664, L67
- [10] Murase, K., Ahlers, M., & Lacki, B. C. 2013, PhRvD, 88, 121301(R)

2.4.4. 宇宙線と CTA

宇宙線とは宇宙から飛来する高エネルギーの原子核やその反粒子、電子・陽電子の総称であり、そのエネルギー範囲は 10^9 eV 程度から 10^{20} eV 程度まで 10 桁以上におよぶ (図 2.4.3.1)。その起源は超新星残骸やパルサー、活動銀河核、ガンマ線バーストといった高エネルギー天体现象だと考えられているが、現在でも確定した結論は得られていない。CTA はこの宇宙線の起源の解明に大きな役割を果たす。

10^{15} eV 以下のエネルギーを持つ宇宙線については、銀河系内にある超新星残骸の衝撃波によって加速されたという説が有力である (2.1.1 章)。事実、最近フェルミガンマ線宇宙望遠鏡や CTA の前身に当たる解像型大気チェレンコフ望遠鏡により、いくつかの超新星残骸からガンマ線放射が検出されているが、この少なくとも一部は加速された陽子が生成したパイ中間子が起源と考えると説明できることが知られている[2]。宇宙線は加速源から放出された後は、星間磁場により進行方向を曲げられながら銀河内を伝播する。銀河内では星間物質や磁場、放射場との相互作用により光子や別の粒子を生成しながら伝播し、エネルギーの高いものから早く磁場の束縛から逃れて銀河を脱出すると考えられている。宇宙線の起源、加速機構、伝播過程を理解するためには、広いエネルギー範囲にわたってスペクトルの特徴や化学組成といった異なる側面の情報を組み合わせる必要がある。

銀河系内宇宙線と銀河系外宇宙線の境界を与えるエネルギーは未だ定かではないが、少なくとも $10^{18.5}$ eV 以上の宇宙線は銀河系外起源だと考えられている。粒子加速を受け

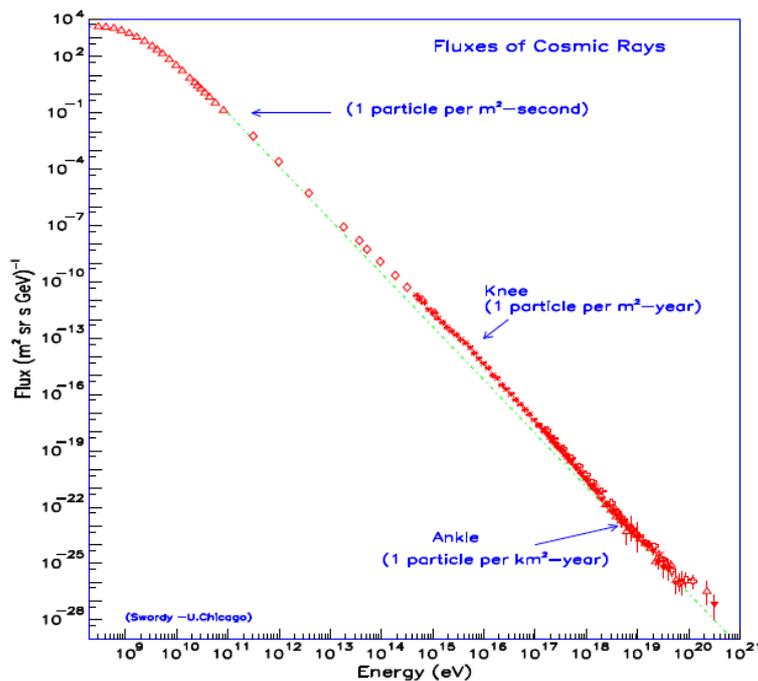


図 2.4.3.1 宇宙線の全粒子のエネルギースペクトル[1]。

るためには粒子のラーマー半径が粒子加速器（天体）のサイズより小さくなくてはならないという Hillas 条件[3]を満たす必要がある。これにより、上に述べたような超高エネルギーの宇宙線はガンマ線バースト（2.2.1 章）、活動銀河核（2.2.2 章）、中性子星（2.1.2 章）、銀河団（2.1.10 章）などそれぞれ爆発エネルギー、総放出エネルギー、磁場強度、サイズが宇宙で最も極限的な環境でのみ生成可能と考えられる。それぞれの節で紹介されているように、CTA によるガンマ線観測は超高エネルギー宇宙線の起源の解明において大きく貢献すると予測される。

CTA はガンマ線だけではなく、宇宙線電子・陽電子を検出することで銀河系内宇宙線の起源の解明に貢献することが出来る。宇宙線の全フラックスのうち、電子はその約 1% を占める。宇宙線電子はその起源から 2 種類に分類される。1 つは何らかの加速源からそのまま星間空間に放出される一次成分、もう 1 つは宇宙線原子核が星間空間を伝播中に生成する二次成分である。一次成分については、超新星残骸から高エネルギー電子が起源の X 線および TeV ガンマ線放射が観測されていることから、超新星残骸が主な加速源であると信じられている。一方、二次成分の宇宙線電子は、宇宙線中の陽子・ヘリウムと星間物質の間のハドロン相互作用で主に生成される。この過程では同時に宇宙線陽電子も生成され、そのフラックスは電子の約 10%（すなわち全宇宙線の約 0.1%）程度である。宇宙線陽電子が二次的にのみ生成されるとすると、その生成量は元になる宇宙線粒子の銀河系内の滞在時間に比例するため、エネルギーが高くなるにつれて電子に対する陽電子の割合は小さくなることが予想される。ところが、最近の PAMELA 衛星や国際宇宙ステーション(ISS)に搭載されているアルファ磁気分光器 (AMS-02) などによる観測では、その予想に反して、10 GeV から 250 GeV にかけて陽電子の割合が増大していることが示された[4, 5]。この結果は、一次的な宇宙線陽電子源の存在を示唆している。また一方で宇宙線電子と陽電子を合計したエネルギースペクトルもフェルミガンマ線宇宙望遠鏡などの観測により報告され (図 2.4.3.2)、標準的な予想に比べて高エネルギー側で超過していることが報告された [6-8]。ここから、高エネルギー側で卓越する何らかの宇宙線電子・陽電子源が存在すると考えられる。これまでに、大きく分けて中性子星(パルサー)などの高エネルギー天体が起源とする説と未知の素粒子からなる暗黒物質(ダークマター)が起源とする説の 2 種類が提案されており、これを区別するためには、高エネルギー領域におけるエネルギースペクトルを詳細に調べることが重要である[9]。このための将来実験として、間もなく ISS に搭載予定の 1 GeV から 20 TeV までの電子・陽電子の合計を測定する宇宙線検出装置 CALET[10]や 2017 年以降に計画されているロシアの衛星実験 Gamma-400[11]がある。これらに加え、CTA もその大きな有効面積を活かして、フラックスが小さくなる TeV 以上の非常に高エネルギー

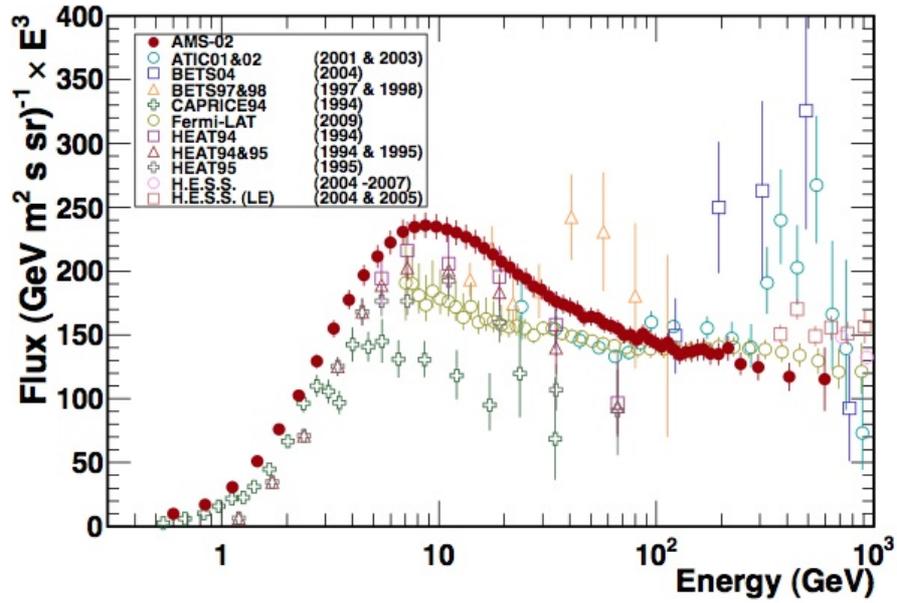


図 2.4.3.2 宇宙線電子・陽電子のエネルギースペクトル[11]。

な電子のスペクトルを調べる際に有効となる。

Reference

- [1] Cronin, J., Gaisser, T., & Swordy, S. 1997, *Sci. Amer.*, 276, 44
- [2] Ackermann, M., et al. 2013, *Science*, 339, 807
- [3] Hillas, A. M. 1984, *ARA&A*, 22, 425
- [4] Adriani, O., et al. *Nature*, 458, 607 (2008)
- [5] Aguilar, M., et al. 2013, *Phys. Rev. Lett.*, 110, 141102
- [6] Abdo, A. A., et al. 2009, *Phys. Rev. Lett.*, 102, 181101
- [7] Chang, J., et al. 2008, *Nature*, 456, 362
- [8] Aharonian, F., et al. 2009, *A&A*, 508, 561
- [9] Kawanaka, N., Ioka, K., & Nojiri, M. M. 2010, *ApJ*, 710, 958
- [10] Torii, S., et al. 2011, *Proc. 32nd Int. Cosmic Ray Conf. (Beijing)*, 6, 351
- [11] Bertucci, B., et al. 2013, *Talk at the 33rd Int. Cosmic Ray Conf. (Rio de Janeiro)*
- [12] Picozza, P. & Boezio, M. 2013, *Astropart. Phys.*, 43, 163

2.4.5. 重力波と CTA

CTA は重力波観測が目的とするサイエンスについて、ユニークなシナジーをもたらす。2014 年現在、重力波の初の直接観測を目指して、日本では KAGRA、海外では LIGO (米)、VIRGO (伊・仏)、GEO (独・英) といった第二世代の重力波望遠鏡の建設が急ピッチで行われている。計画中ではあるが LIGO-India (印) という実験もある。重力波は、天体の合体や爆発などで重力場が激しく変動すると生成される時空の歪みであり、その微小な歪みをレーザー干渉計で検出する。重力波の直接観測はノーベル賞級の発見であるが、同時に重力波による天文学の幕開けとなる。一般相対性理論が正しければ、第二世代の重力波望遠鏡は直接観測に成功し、2020 年頃には宇宙を探る新たなメッセンジャーとなっていると期待され、CTA との同時観測が可能になる。

重力波天体を他のメッセンジャー(光子、ニュートリノ、宇宙線)で観測することは、本質的に重要である。その理由は非常に多岐に渡る：(1) 重力波の検出に信頼性を与える。重力波の初検出の段階では信号対ノイズ比が小さいと予想されるが、他のメッセンジャーでの対応天体が観測されれば、重力波検出の信頼性が上がる。(2) 重力波観測の方向決定精度が非常に悪いという弱点を補える。重力波望遠鏡は 2 本のレーザー干渉計に重力波が到達する時間差を用いて波源の方向を決定するため、位置決定精度が $100\text{-}1000\text{ deg}^2$ と極めて悪い。CTA は $\sim 60\text{ deg}^2$ という大きな視野を持っており、これで空を掃くことで対応天体を見つけ、波源の位置決定に貢献することができる。可視や赤外の望遠鏡は視野が狭く ($< 10\text{ deg}^2$)、この点で CTA による貢献はユニークである。(3) 継続時間の短いガンマ線バースト (GRB) の起源に迫れる。長い GRB は大質量星の重力崩壊が起源である。短い GRB の有力な起源は中性子星連星の合体であり、それは第二世代重力波望遠鏡の最重要ターゲットである。(4) 他のメッセンジャーとの到来時刻の差を調べることで、重力波の伝搬速度(一般相対性理論では光速)を測定できる。これにより量子重力理論などの検証もできる。(5) 重力波宇宙論を可能にする。重力波は独立に天体の距離を決めることができる。もし対応天体の赤方偏移を決めることができれば、Ia 型超新星のように重力波天体を標準音源として用いて、宇宙の膨張則、加速膨張やダークエネルギーの性質を調べることができる。(6) 重力波天体からの高エネルギー放射の検出を通じ、宇宙線の起源を理解できる。(7) 中性子星連星の合体が r-過程元素合成の現場である可能性がある。その直接観測は元素の起源に迫ることになる。(8) 中性子星の状態方程式を制限でき、原子核物理学にとって貴重な実験データとなる。

以下では、(2), (3), (6), (7), (8) についてより詳しく説明する。最も有力な重力波源は、中性子星連星の合体である。特に連星中性子星は銀河系内で実際に観測されている(例

えば重力波の存在を間接的に証明しノーベル賞につながったハルス・テイラー連星)。それによる推定から、第二世代重力波望遠鏡が観測できる~200 Mpc 内からの重力波検出は年間 10 個程度と期待されている[1]。中性子星連星の合体は、同時に、短い GRB の最も有力な候補である[2]。つまり CTA の最重要ターゲットの一つでもある(2.2.1 章参照)。一般に GRB が CTA の視野内で起こる確率は高くないので、重力波検出の通報を受けて追観測することになる(視野内で起こる確率については 2.2.1 章参照)。GRB 観測に最も重要な CTA LST は 180 度の方向転換を 20 秒で達成できるので、GRB の残光を早い段階から観測することができる。CTA 観測により、GRB 本体の総エネルギー量や、残光を放射している衝撃波における宇宙線加速の状態を詳細に理解できる[2]。出来る限り早い観測を実現すべく、重力波情報と CTA 単独による位置決定のみならず、他波長の広視野望遠鏡と連携しての対応天体の即時同定も検討している。

中性子星連星合体からの重力波は比較的等方的に放射される。一方で GRB のガンマ線は細く絞られた物質ジェットから放射され、その強度は極めて非等方である。このため、CTA で GRB 自体を観測することが困難な場合もある。しかしそれでも、ガンマ線の放射は十分に期待される[2]。中性子星連星合体はジェット以外にも様々な形で質量放出を起こすことが理論的に示唆されており[e.g. 3]、それが周囲の物質と相互作用して光りうるからである。図 2.4.5.1(左)は数値相対論計算から得られた動的質量放出の一例である。その放出質量は太陽質量の 1%程度ではあるが、速度が光速の 20–30%程度に及ぶので、放出エネルギーは超新星爆発と同等の $10^{50} - 10^{51}$ erg 程度になる。この放出物質が超新星残骸と同様に粒子加速を通じて、図 2.4.5.1(右)に示したような高エネルギー放射を起こすことが期待される[4]。放出物質の速度が通常の超新星爆発と比べて速いので、輝きだす時間は合体後数年と早い。残骸では同時に宇宙線が生成されると考えられる。中性子星連星合体の放出物質は中性子過剰なので、膨張して温度が下がると金やレア・アースなどの r-過程元素を合成する可能性がある。多くが放射性元素なので、超新星爆発が Ni の崩壊で輝くように巨新星(macronova)が生じると予想され、その候補が実際に観測された[5]。これらが宇宙線として加速されるので、連星中性子星合体は超重元素宇宙線の生成現場になっている可能性があり、従来超新星爆発起源だと考えられていた超重元素宇宙線の生成シナリオが書き変わる可能性がある。

中性子星連星の合体では上記の動的な質量放出以外にもさまざまな質量放出機構が考えられる。例えば、ニュートリノ風や磁場風、さらに、合体時に生じる衝撃波のブレイクアウト等である。特に、衝撃波のブレイクアウト起源の放出物質の性質は詳しく理論予測されている[6]。この放出物質は一部が相対論的速度を得る可能性があり、比較的短時間で輝く。よって CTA LST のように追観測までの時間が短いことが必要になる。

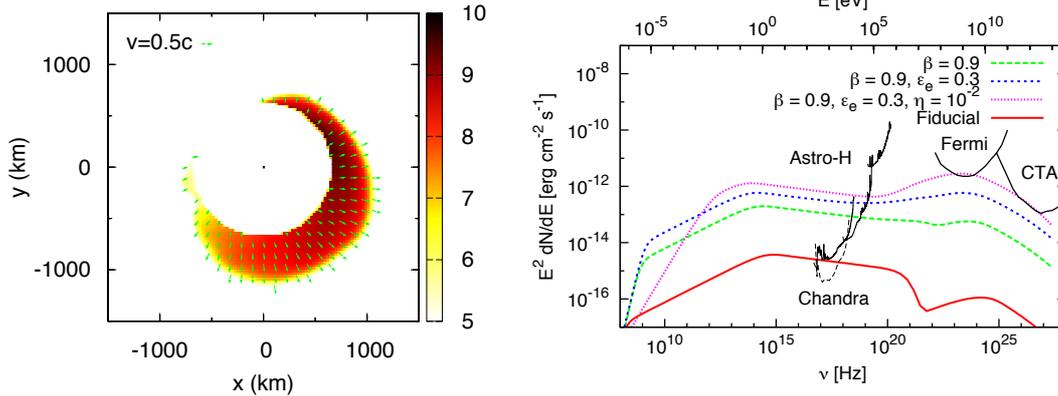


図 2.4.4.1(左)ブラックホール・中性子星連星の合体後に脱出速度を超えて放出される物質 [3]。(右)中性子星連星合体残骸(距離 100Mpc)からの放射スペクトル [4]。 $\beta=0.9$ はパルサー風によるエネルギー注入を仮定した場合である。

中性子星連星合体の様々な性質(放出質量など)は中性子星の状態方程式に依存する。また状態方程式が硬いと、連星中性子星合体の後即時に重力崩壊せず、巨大な回転エネルギーがパルサー風として解放され、残骸を(特にガンマ線で)より強く光らせる(図 2.4.4.1 右参照)。すなわちガンマ線観測を通じて、核物質の状態が理解できる。

重力波源としては、中性子星連星の合体以外にも、銀河系内の超新星爆発や超強磁場中性子星(マグネター)のフレア[7] などもあり得る。これらの突発天体もガンマ線を放射すると期待される。重力波と CTA の同時観測によって大きな進展が予想される。

References

- [1] Abadie, J., Abbott, B. P., Abbott, R., et al. 2010, CQGra, 27, 173001
- [2] Metzger, B. D., & Berger, E. 2012, ApJ, 746, 48; Bartos, I., Brady, P., & Marka, S. 2013, CQGra, 30, 123001
- [3] Kyutoku, K., Ioka K., & Shibata, M. 2013, PhRvD, 88, 041503
- [4] Takami, H., Kyutoku K., & Ioka, K. 2014, PhRvD, 89, 063006
- [5] Li, L., & Paczynski, B. 1998, ApJ, 507, L59; Tanvir, N. R., et al. 2013, Natur, 500, 547; Berger, E., Fong, W., & Chornock, R. 2013, ApJ, 774, L23
- [6] Kyutoku, K., Ioka K., & Shibata, M. 2014, PhRvD, 437, L6
- [7] Ioka, K. 2001, MNRAS, 327, 639; Kashiyama K., & Ioka, K. 2011, PhRvD, 83, 081302

3. CTA 計画概要

3.1. 概要、CTA Concept

高エネルギーガンマ線が大気中に入ってくると大気中の原子核と相互作用し、電磁シャワーを発生する。この電磁シャワー中の二次粒子（電子、陽電子）は、相対論的で大気中でチェレンコフ光を放出する。このチェレンコフ光を地上の望遠鏡で測定することにより数 10GeV から数 10TeV にいたるガンマ線を観測する事ができる。しかし、チェレンコフ光を測定するだけでは、宇宙線陽子からのチェレンコフ光と識別する事が困難であり 1989 年まで宇宙ガンマ線の測定が明確に行なわれる事はなかった。

チェレンコフ光イメージにより、ガンマ線シャワーと宇宙線からのハドロンシャワーを分離するというアイデアは 1985 年に M.Hillas により提案され[1]、Whipple 望遠鏡は、このイメージングチェレンコフ技術を最初に採用し、1989 年にカニ星雲からのガンマ線検出に最初に成功した[2]。これは、歴史にのこる偉業であり、高エネルギーガンマ線天文学の始まりであった。現在では、ステレオ観測技術、高感度光センサー、高速電子回路などのハイテクを武器にした第三世代の地上ガンマ線望遠鏡 H.E.S.S.[3]、MAGIC[4]、VERITAS[5]により、この 10 年ほどの間で高エネルギーガンマ線天文学は

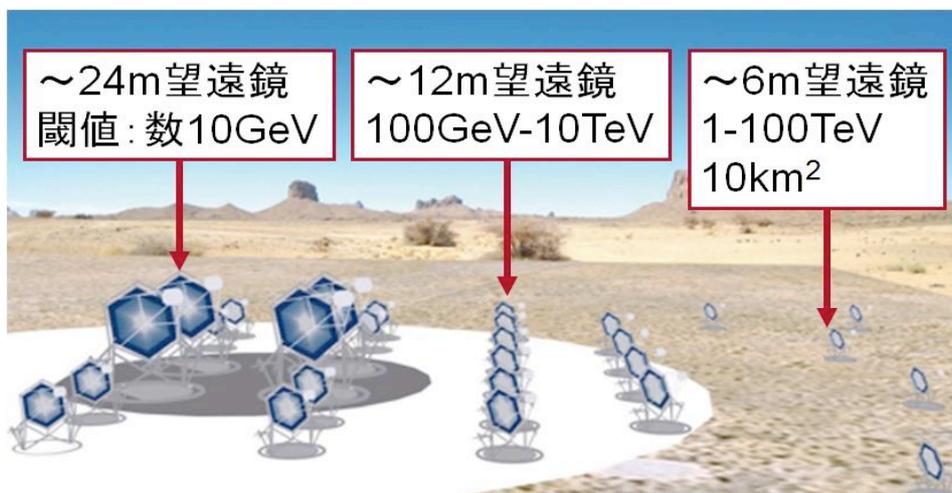


図 3.1.1 CTA 完成予想図。およそ 10km² のエリアに大、中、小の 60 台の望遠鏡を配置する。データの統計が向上するだけでなく、個々のイベント（到来ガンマ線）再構築に参加する望遠鏡数が増え、データの質が格段に向上する。また、中央から順に大中小の三種類の望遠鏡を配置することにより、広いエネルギー領域を効率的に高感度で観測することができる。

大きく発展し、天文学の一つの重要な分野を形成するに至った。現在、銀河系内、銀河系外に、多種多様な 100 を超える高エネルギーガンマ線源が発見されている。また、高精度の測定により、種々の天体での物理現象がより明らかになってきている。

CTA は、現在稼働中の H.E.S.S., MAGIC, VERITAS から一桁感度を向上($1\text{mCrab} \sim 10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ の感度を達成)するとともに、観測可能なエネルギー幅を数 10GeV - 100TeV とさらに押し広げるものである。

性能向上の主要な要因は、一つのシャワーをより多くの望遠鏡でステレオ観測（色々な位置からチェレンコフ光のイメージすなわち角度分布を観測）することでガンマ線シャワーと非ガンマ線シャワーの分離度を向上し、またエネルギーと到来方向角の分解能をあげることができるためである。CTA では、一つのシャワーによるチェレンコフ光が平均 6 台もの望遠鏡で検出される予定で、これは現行の HESS や VERITAS 望遠鏡に比べて三倍となる。また、HESS や VERITAS のような望遠鏡 4 台の配置では、80-90% のイベントは配置の外側にやってきた光をかりうじて検出している状況であるが、CTA では多くの望遠鏡が広い面積で配置されているため、配置面積内にヒットする高品質イベント（sweet spot events）が主体となる。これにより、統計を増やすのみならず、データの質を格段に向上することができるのである。

また、ガンマ線観測エネルギー領域が広がるのは、三種類の大口径、中口径、小口径の三種類の望遠鏡を中央から順に設置することによる。CTA では数 10GeV から 100TeV のおよそ 4 桁のエネルギーをカバーする。さらにフェルミ衛星[6]のデータとあわせると、近傍の明るいガンマ線天体に関しては、6 桁を超えるガンマ線エネルギースペクトルをシームレスに得ることができる。

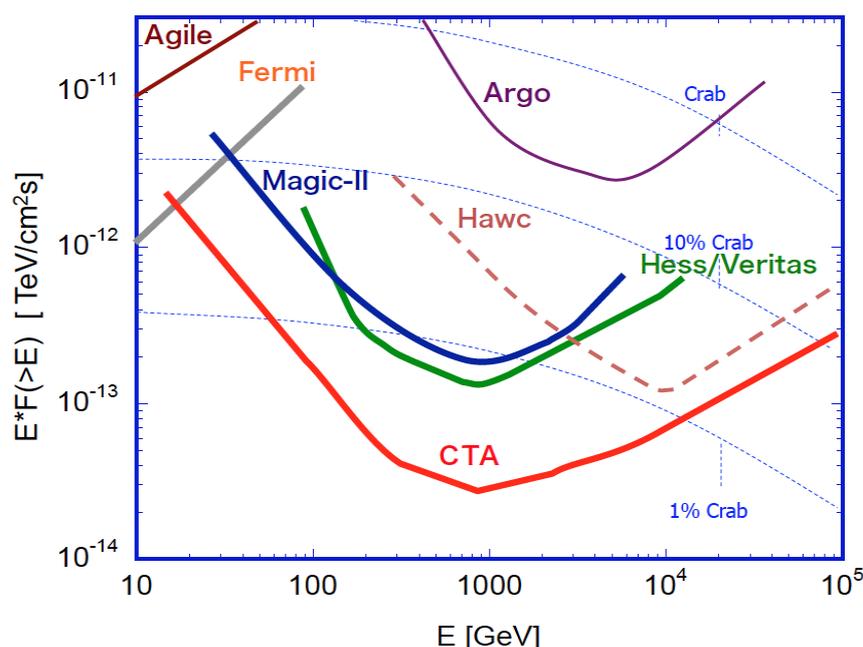


図 3.1.2 CTA の目標感度曲線（赤）と、MAGIC(青), H.E.S.S.(緑)の達成感度曲線。

数 10GeV 領域では、遠方 AGN、ガンマ線バースト、EBL、そしてパルサーの研究が、重要なテーマとなる。100GeV-10TeV 領域では、銀河面、近傍銀河のディープサーベイが、そして 10TeV を超えるエネルギー領域では銀河宇宙線の起源が、それぞれ重要な研究テーマとなる。この観測エネルギーバンドの拡大により、CTA では多種多様な天体物理現象の研究が可能となるのである。

CTA では、1000 を超える既知タイプのガンマ線天体が発見されると予測される。また、新しいタイプの天体も数多く発見されるであろう。特にエネルギー閾値を 20-30GeV まで下げることにより、宇宙論的な距離にある多くの天体が初めて観測可能になる。その中でも特に有望と思われるのが、未だにチェレンコフ望遠鏡では検出された例が無いガンマ線バーストである。

下図に、CTA 銀河面サーベイのシミュレーション結果を示す。より多くの天体が、より精細に観測されることがわかる。天体数が増えるのみならず、エネルギー・角度分解能が向上し、さらにエネルギー観測領域が広がることにより、より詳細で、質の高い宇宙物理学上の議論が可能となる。

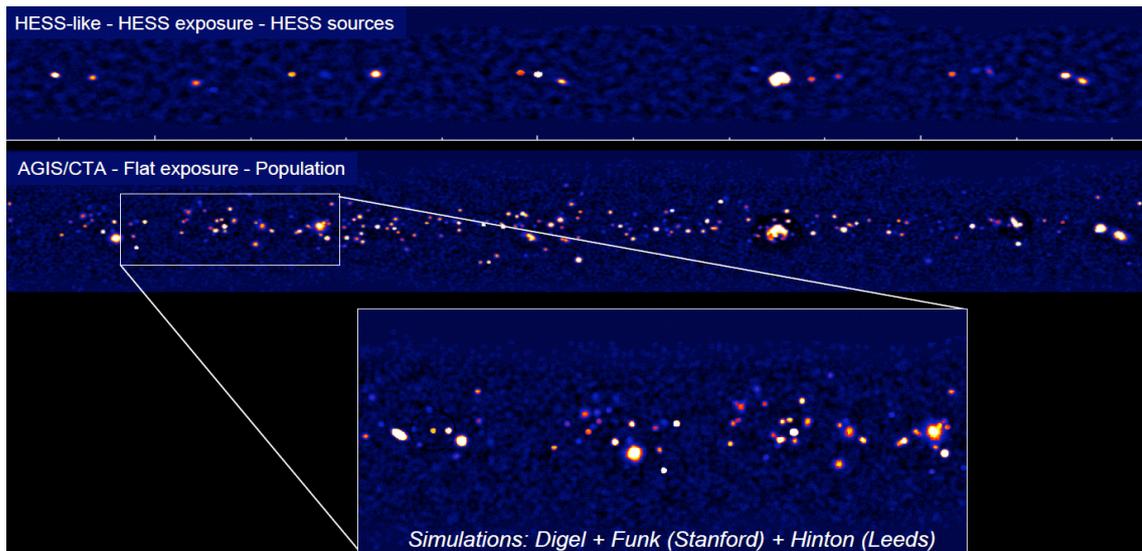


図 3.1.3 (上) HESS 銀河面サーベイの銀河中心方向。(中)CTA 感度、角度分解能から予想される CTA 銀河面サーベイ (シミュレーション計算)。(下) CTA 銀河面サーベイの一部ズームアップ。より多くの銀河内ガンマ線源がより高い確度分解能で観測されることがわかる。銀河内ガンマ線源が~400 程度観測されると期待される。

3.1.1. イメージングチェレンコフ技術

大気中に突入した高エネルギーガンマ線は、電磁カスケードシャワーを起こす。大気は屈折率 $n \sim 1.0003$ (地上付近)をもち、カスケードシャワー中の相対論的な電子、陽電子は1度程度の広がりをもつチェレンコフ光を前方に放出する。この光を地上に設置された望遠鏡群で測定する。チェレンコフ光の波長分布は $1/\lambda^2$ に比例するスペクトル分布を持つが、300nm 以下は大気中で強く吸収され、およそ 300nm から 600nm の間に放出されたチェレンコフ光フォトンの検出が重要となる。

1 TeV のガンマ線からの電磁カスケードシャワーは、シャワー最大発達時に ~1000 程度の電子、陽電子をつくる。これらの粒子からのチェレンコフ光は地上でおよそ直径 300m 程度に広がる(light pool)。Light pool 内での光の分布はほぼフラットで、地上では 300-600nm の波長域で単位面積あたり~50 photons/m² となる。

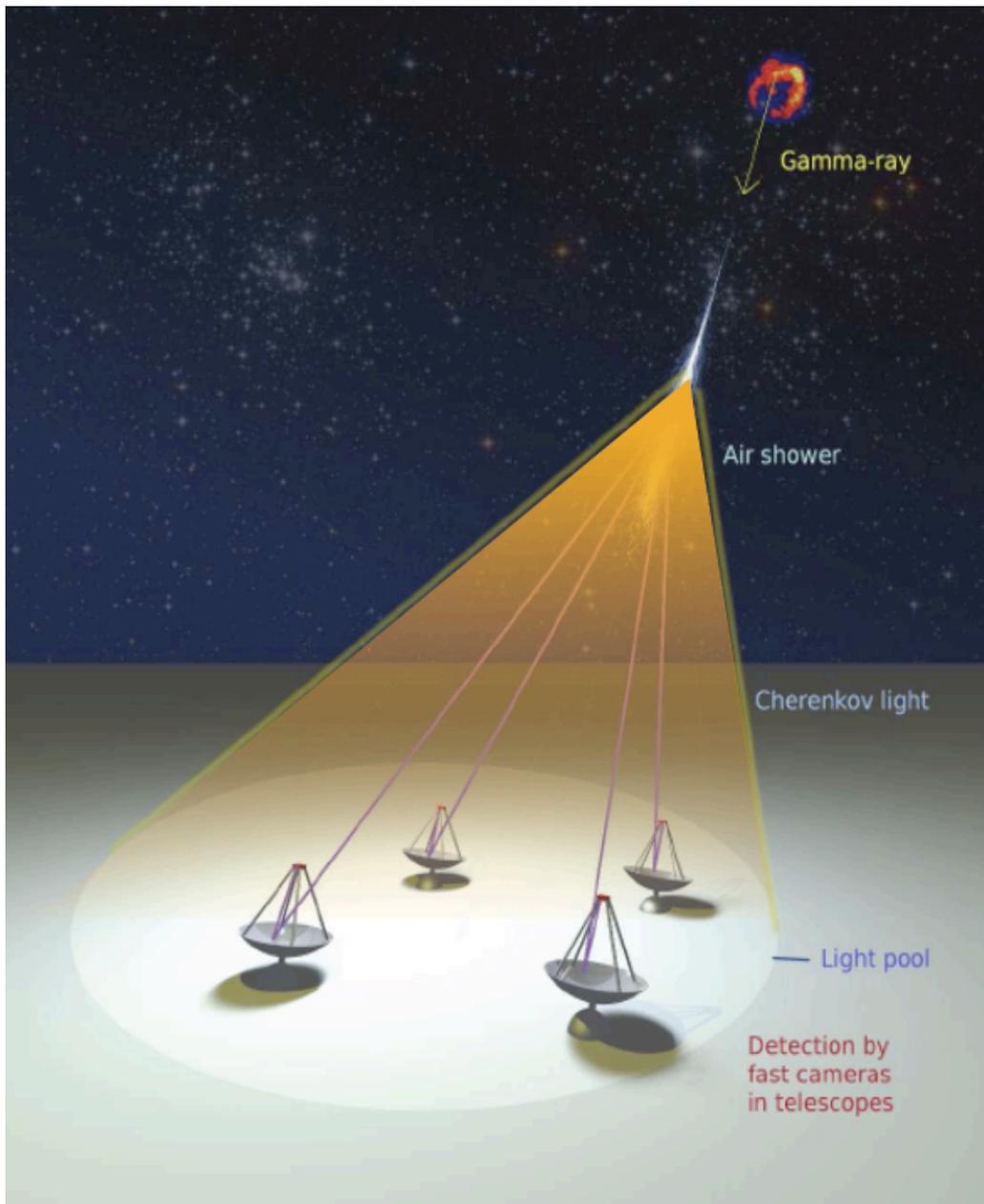


図 3.1.4 高エネルギーガンマ線は大気中で電磁シャワーカスケードを起こし、チェレンコフ光を放射する。これらの光のイメージを複数の望遠鏡で測定し、ガンマ線からの電磁カスケードシャワーを高精度で立体視(ステレオ観測)する。

現在、運用されている H.E.S.S., MAGIC では、各望遠鏡の集光鏡の面積は、それぞれ 106m^2 , 230m^2 であり、 1TeV のガンマ線では $5,000 - 10,000$ photon が望遠鏡に入射する。それらの光は鏡で反射されカメラに集光され、カメラ Window を通過し、光電子増倍管で電氣的信号として変換される。その光から電氣信号 (光電子) 効率は $300-600\text{nm}$ の波長域で平均して 10% 程度であり、 1TeV のガンマ線に対して、望遠鏡あたり、 $500 - 1000\text{p.e.}$ の信号 (p.e. = photo-electrons, 光電子の数) が得られることになる。イメージングチェレンコフ望遠鏡では、ガンマ線シャワーのチェレンコフ光イメージは 1 度程度の広がりをもった楕円状のイメージとして捕らえられる。このイメージを複数の望遠鏡で観測し、ガンマ線からの電磁シャワーを高精度に立体視することが、バックグラウンドである宇宙線を排除し、より高い角度分解能を得るのに重要である。

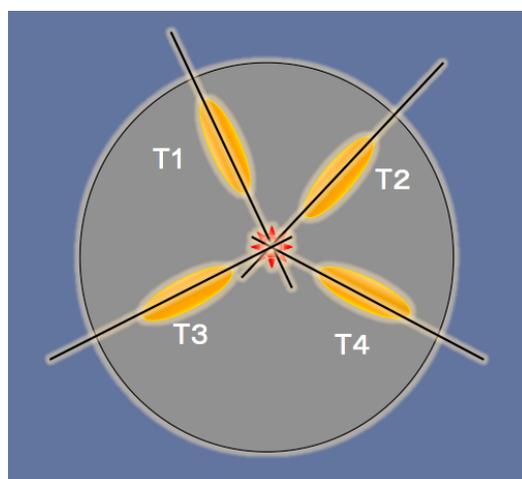


図 3.1.5 複数の望遠鏡で見た場合のガンマ線シャワーイメージ。それぞれの望遠鏡では楕円状のチェレンコフ光イメージとして捕らえられる。楕円の長軸をのばし、その交点が高エネルギーガンマ線の到来方向として推定される。CTA では、平均 6 台程度の望遠鏡が一つのガンマイイベントを再構築するのに使われ、高い角度分解能 (1 分角 at 1TeV) が得られる。

ガンマ線観測においてバックグラウンドとなる宇宙線も同様に大気中でハドロンシャワーを生成し、多数のサブ電磁シャワー、またミューオンを生成する。これらのハドロンシャワーからのチェレンコフ光のイメージは広がり、複雑な形状を示す。一方、我々が観測したいガンマ線からの電磁シャワーは、コンパクトで芯が明るいイメージをもっている。H.E.S.S., MAGIC では、バックグラウンド宇宙線を $\sim 99.9\%$ の確率で排除することが可能である。

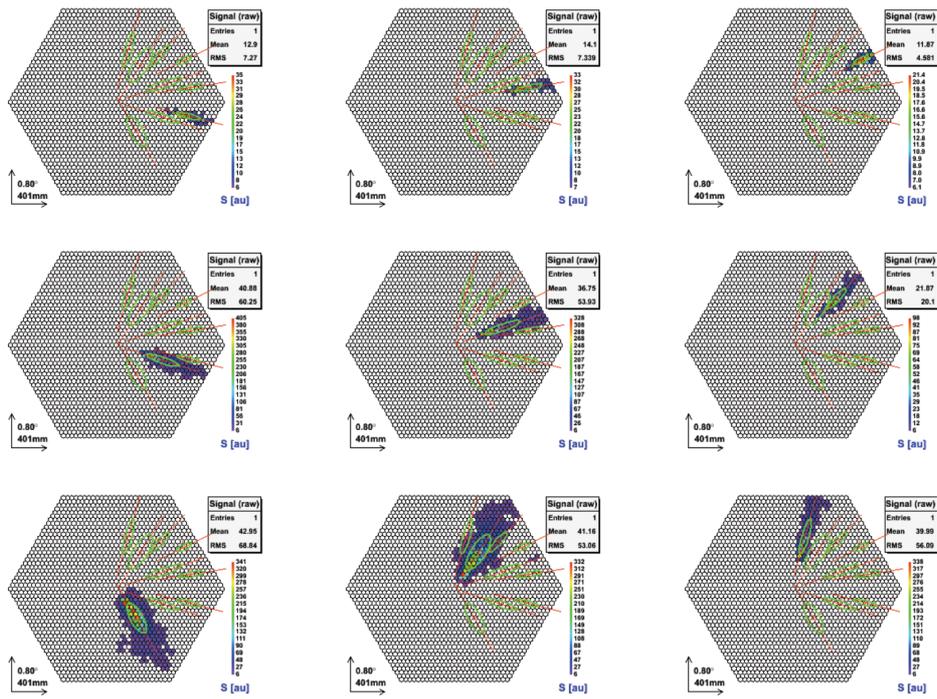


図 3.1.6 MC シミュレーション : 9 台の大 (24m) 口径望遠鏡アレイでの、640GeV ガンマ線シャワーのイメージ。

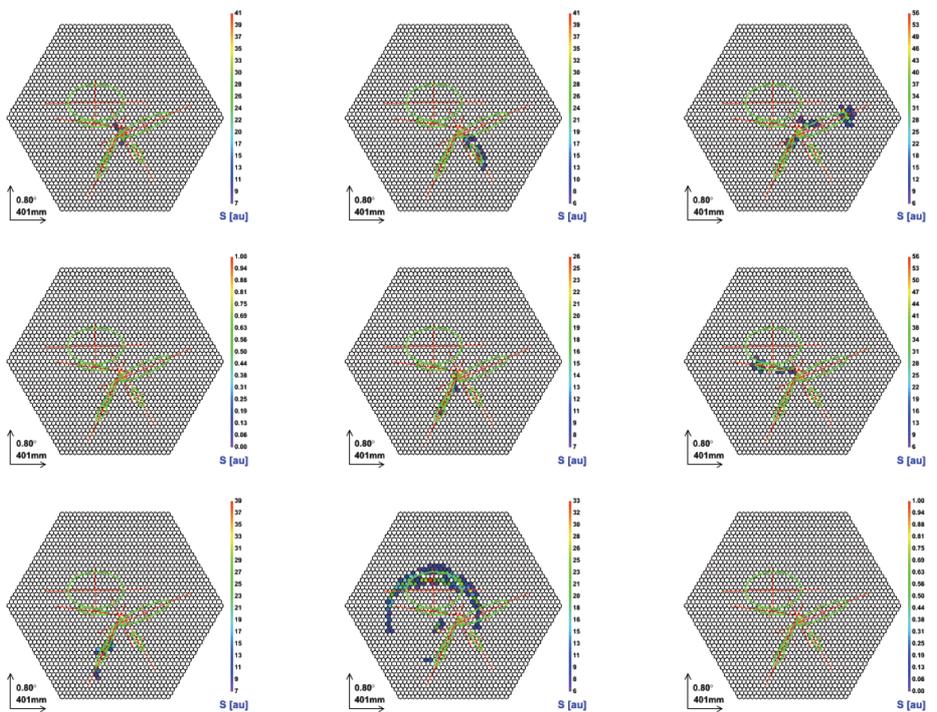


図 3.1.7 MC シミュレーション : 9 台の大 (24m) 口径望遠鏡アレイでの 450GeV プロトンシャワーのイメージ。

複数の望遠鏡でみられる楕円は、それぞれの望遠鏡の位置からみたシャワーの発達する様子をしめしており、その楕円の長軸方向はシャワーが大気中で縦方向に発達している方向に対応している。複数の望遠鏡カメラ上で得られる楕円シャワーイメージの長軸が交差する位置（方向）が、シャワー軸を無限遠に伸ばした方向であり、ガンマ線の飛来方向となる。CTA では平均でおよそ 6 台の望遠鏡のイメージでガンマ線シャワーの再構成が行われ、ガンマ線到来方向の決定精度は $\sim 1\text{TeV}$ のエネルギーで $\sim 1\text{ arcmin}$ (~ 0.02 度) となる。また、エネルギー分解能は、検出される photon 数、シャワー発達の揺らぎ、シャワー再構築のエラーにより決まるが、CTA では 1TeV 以上で $\sim 10\%$ のエネルギー分解能がえられる。

この楕円状のシャワーイメージをどれだけ正確に測定出来るかが、シャワーを再構築する上で重要になる。また、楕円の長軸方向、太さ、長さを正確に推定するには、統計的に最低 50 -100 p.e. が必要となる。実際、上で述べたように、H.E.S.S., MAGIC では 1TeV ガンマ線に対し 500-1000p.e. の信号がえられる。チェレンコフ光の光量はエネルギーに比例することを考慮すると、MAGIC, HESS での 50p.e. の閾値は、それぞれ 50GeV, 100GeV と実質的な解析後のエネルギー閾値を与える。CTA 大口径望遠鏡は MAGIC のほぼ 2 倍の集光面積をもつので、およそ 25GeV が解析後のエネルギー閾値として期待できる。

十分に高速の光センサー、読み出し電子回路を使えば、チェレンコフ光観測は大型望遠鏡においても、Signal Limited の状態であり、そのエネルギー閾値は、ほぼ望遠鏡の面積に反比例する。

3.1.2. CTA 諸元

- **ガンマ線強度に対する感度 (10 倍向上)**

CTA は現在稼働中の望遠鏡よりも全てのエネルギー領域で約 10 倍優れた感度をもつ。エネルギー領域 300GeV–3TeV では 50 時間の観測により 1mCrab ($10^{-14}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$) の感度を達成する。これは最も明るい定常ガンマ線天体であるかに星雲の 1000 分の 1 の明るさ、また活動銀河核の最も明るいフレアの 10000 分の 1 まで観測出来ることを意味する。この感度により、銀河内の Crab (距離~1kpc) 程度の明るさをもつ定常天体は 30kpc まで観測可能となり、銀河系全体が見渡せることになる。Mrk421 / Mrk501 (距離~130Mpc) に代表される活動銀河核 (ブレーザー) に関しては、EBL (Extragalactic Background Light) によるガンマ線吸収の効果を無視すれば、宇宙論的な距離(~3Gpc)まで検出可能となる。実際に観測可能な最大距離は EBL 吸収により決まるが、逆に EBL の密度分布が高い精度で測定出来ることを意味する。

- **広い有効観測エネルギー (20GeV から 100TeV)**

CTA では 20GeV から 100TeV の広いエネルギー範囲での観測を目指す。20GeV 領域では、EBL(Extragalactic Background Light)によるガンマ線吸収の効果がほとんど無視でき、この低いエネルギー閾値により、CTA では $z\sim 2$ 程度までの活動銀河核、ガンマ線バーストの観測が可能となる。また 100TeV(10^{14}eV) の観測エネルギーの上限は、我々の銀河内にある 10^{15}eV まで宇宙線を加速している宇宙線起源天体(Pevatron)を同定することを可能とする。

- **全天観測 (北、南 2 ステーション)**

CTA は北半球と南半球とに、二つのステーションを持ち、全天を観測する。銀河面をひろく観測できる南半球のステーションでは、広いエネルギーレンジ(20GeV ~100TeV)を覆うことが必要で、大(24m)、中(12m)、小(4m)口径の三種類の望遠鏡から構成される。銀河面の観測が限られる北半球のステーションにおいては、低いエネルギーレンジ (20GeV ~10TeV) に観測の重きがおかれ、大(24m)、中(12m)の二種類の望遠鏡群から構成される。CTA では、1% Crab 感度での全天サーベイが 1 年間 (1000 時間) で可能であり、TeV ガンマ全天マップを初めて提供できる。

- **角度分解能 (3 倍向上)**

現在の観測装置では、角度分解能は 0.1 度 (6 分角) 程度であり、他の波長の観測機器と比べその分解能は劣る。しかし CTA では多くの望遠鏡により一つのガンマ線シャワーを観測することが可能となり、より高い角分解能 (1-2 分角) を達成

することができる。この分解能は例えば X 線望遠鏡「あすか」の角分解能とほぼ同等であり、より詳細な近傍天体の Morphology 研究が可能となる。例えば、いくつかのパルサー星雲において高エネルギー電子が放出され、伝搬とともに、それらが徐々にエネルギーをうしなっていく姿が如実にみることができるであろう。

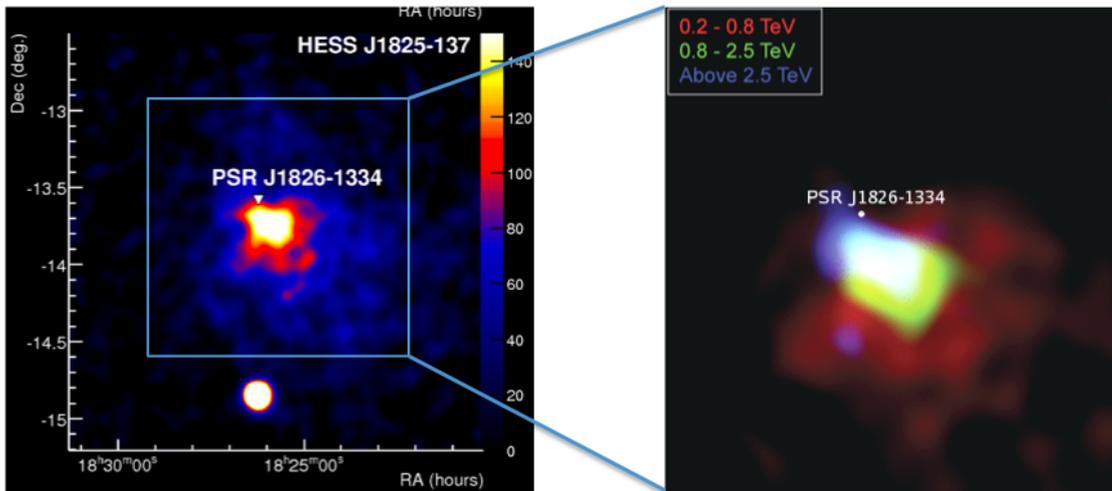


図 3.1.8 左図 HESS J1826-1334 (パルサー星雲)。白い点がパルサーの位置。右図は、エネルギーバンド毎に色を変えてガンマ線放射領域を示している。エネルギーが低くなるにつれてその放射領域がひろがっていることがわかる。高エネルギー電子が外部に伝播していくにつれ、シンクロトロン放射でクーリングしていることがわかる。CTA では、より高い角度分解能と感度により、より詳細な (エネルギーに依存した) Morphology の研究をさらに進めることができる。

- 時間分解能 (10 秒スケール)

活動銀河核 Mrk501、PKS2155 においては、2-3 分の時間スケールで変動するガンマ線ライトカーブが HESS、MAGIC によって観測されている。CTA では、その広大な検出面積と高感度化により、同様の速い時間変動を持つフレアーに対して、~10 秒程度の時間変動まで捉えられる感度を持つことになる。天体、ジェットを 10 光秒のスケールまで調べることができるだけでなく、遠方の活動銀河核、ガンマ線バーストからのガンマ線の飛来時間のエネルギー依存性 (真空中のガンマ線伝播の特性) を調べることにより、真空の時空構造やローレンツ普遍性などの基礎物理法則を、プランクスケールを超えて検証することが可能となる。

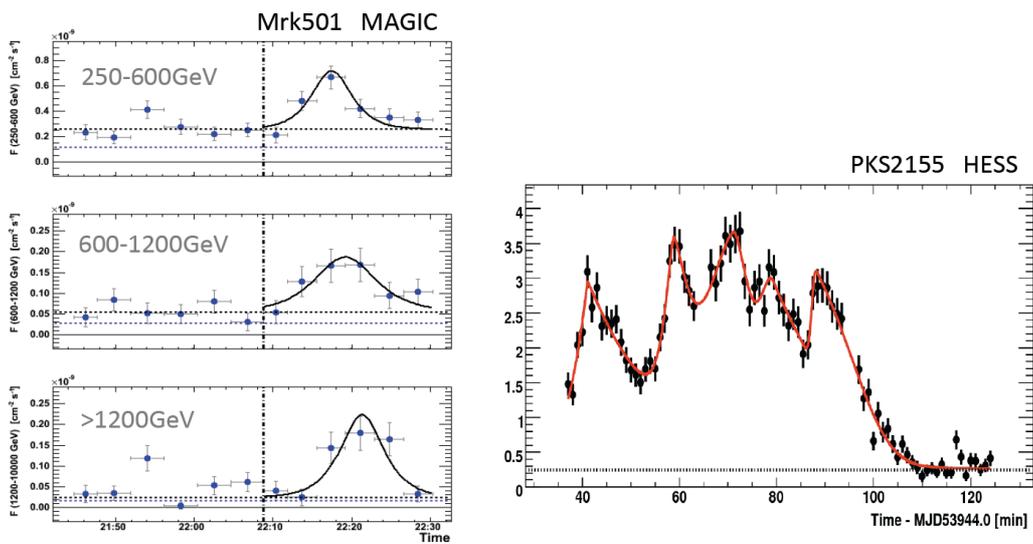


図 3.1.9 Mrk501 (MAGIC)[7], PKS2155 (HESS)[8] の非常に早いフレアー。どちらも数分スケールの時間変動を示している。CTA では、このような巨大フレアーでは時間分解の 10 秒スケールまで迫ることができる。

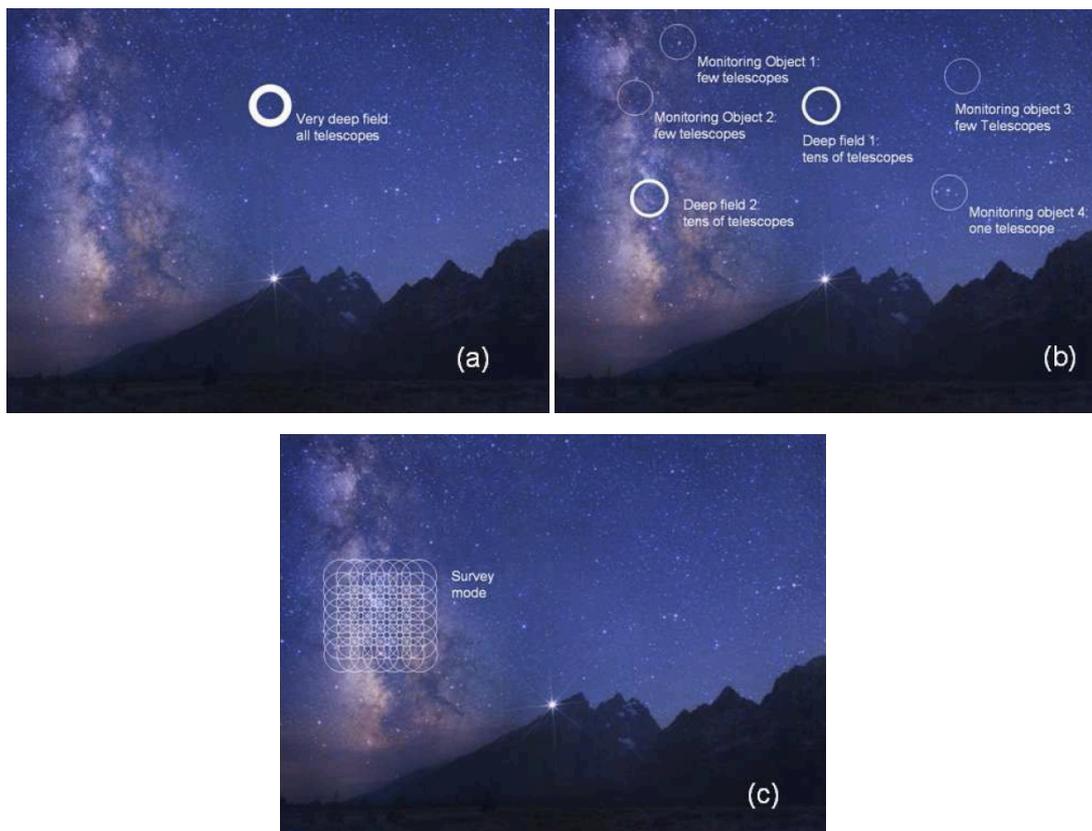


図 3.1.10 CTA では様々な観測モードをとる自由度がある。(a)超ディープフィールドモード、(b)ディープフィールド + モニターモード、(c)サーベイモード。

- **観測モードの自由度**

CTAはおよそ60台程度の望遠鏡群から構成される。そのため、観測モードとして、全望遠鏡で同一の方向をみる（ディープフィールドモード）、4台程度のグループをつくり広視野をみる（サーベイモード）、また、複数の天体を複数の望遠鏡グループで独立にモニターする（モニターモード）と異なるモードで運転することが可能である。このような多様なモードにより、特定の天体の詳細観測、銀河面サーベイ、全天サーベイ、トランジェント現象の観測など、多様な観測を可能とする。

- **サーベイ能力**

10mCrab(10^{-13} erg cm⁻² s⁻¹)の感度で全天サーベイがおよそ1年(1000時間)で可能である。初めて、TeVガンマ線の空を無バイアスでスキャンし、現在のH.E.S.S., MAGICの感度で全天図を作成することができる。予想もしない天体、他波長では見ることのできない天体が多数見つかるであろう。対消滅によりガンマ線を放出していると期待される暗黒物質クランプを効率的に探索することもできる。

- **期待される天体数(1000)**

銀河内では、超新星残骸、パルサー星雲、パルサー、連星系システム、分子雲などが1000程度、銀河外では、活動銀河核(HBL, LBL, FSRQ, FR-I)が300-500程度観測されると予測される。また、Fermiの観測を外挿すると、年間1例程度のガンマ線バーストが観測されるであろう。ガンマ線バースト観測の統計数は限られるが、その科学的価値は高いといえる。

Reference

- [1] M. Hillas, Proc. 19th ICRC (La Jolla), 3, 445 (1985).
- [2] T. Weekes et al., Astrophys.J.342:379-395 (1989)
- [3] HESS: <http://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/>
- [4] MAGIC: <http://magic.mppmu.mpg.de/>
- [5] VERITAS: <http://veritas.sao.arizona.edu/>
- [6] Fermi Gamma Ray Satellite: <http://fermi.gsfc.nasa.gov/>
- [7] J. Albert et al., ApJ 669 (2007) 862, J. Albert et al., Phys. Lett. B 668 (2008) 253
- [8] F. Ahronian et al., Phys. Rev. Lett. 101 (2008) 170402

3.2. 望遠鏡のデザイン、パラメーター、望遠鏡配置

CTA は、大口径(23m)、中口径(12m)、小口径(4.3m)の望遠鏡群からなる。表に暫定的な望遠鏡パラメーターをしめす。ガンマ線シャワーからのチェレンコフ光量はガンマ線のエネルギーにほぼ比例し、低いエネルギーのガンマ線を測定するには大口径（大面積）の望遠鏡が必要であり、高いエネルギーのガンマ線には小口径（小面積）の望遠鏡で十分である。通常の光電子増倍管を使えば、信号の強度は $\sim 500 \text{p.e.} (E/1\text{TeV})(S/100\text{m}^2)$ である。一方、ガンマ線のエネルギーが高くなるにつれ、そのガンマ線頻度もベキ関数で急速に減少する。よって、低いエネルギーのガンマ線測定には小数の大望遠鏡で十分であり、高いエネルギーのガンマ線測定には多数の望遠鏡で広い面積($\sim 10\text{km}^2$)を覆う必要がある。広いエネルギー領域を覆うには、複数の望遠鏡によりそれぞれ異なるエネルギー領域を覆うのが経済的である。

3.2.1. 大口径望遠鏡

大口径望遠鏡は 20GeV から 1000GeV の低エネルギー領域をカバーする。鏡の総面積は、十分なチェレンコフ光量を得るために、 400m^2 以上が必要である。また、それぞれの光学エレメントに、高反射率、高集光効率、高光検出効率が要求される。また夜光の影響を最小化するために、超高速のエレクトロニクスによりチェレンコフ光イメージの積分時間を最小化する。また、集光された光の同時性を保証するために、鏡面全体としては放物面鏡の構造をとる。夜光は、場所、観測条件に依存するが、50mm Entrance の Winston cone を取り付けた光電子増倍管の場合、Single Photo Electron で 300MHz 程度になる。有効積分時間 4 nsec 相当の Digital Filter を考えれば、夜光による平均ノイズは 1.2 p.e. 相当におさえる事ができる。

大口径望遠鏡では、ガンマ線バースト、種々のトランジェントな現象を捉えるために、高速回転により瞬時に源を視野内に捕らえることが要求される。マックスプランク物理学研究所のグループが、MAGIC 望遠鏡の経験から、23m口径の大口径望遠鏡の詳細デザインをおこなった。カメラサポート構造（アーチ部分）、ミラー支持構造はカーボンファイバーCarbon Fiber のスペースフレームを多用し、軽量でかつ剛性を高めるデザインである。ガンマ線バーストの follow up 観測を可能にするため、総重量は 100 トンとし、20 秒で 180 度回転が可能となるデザインである。

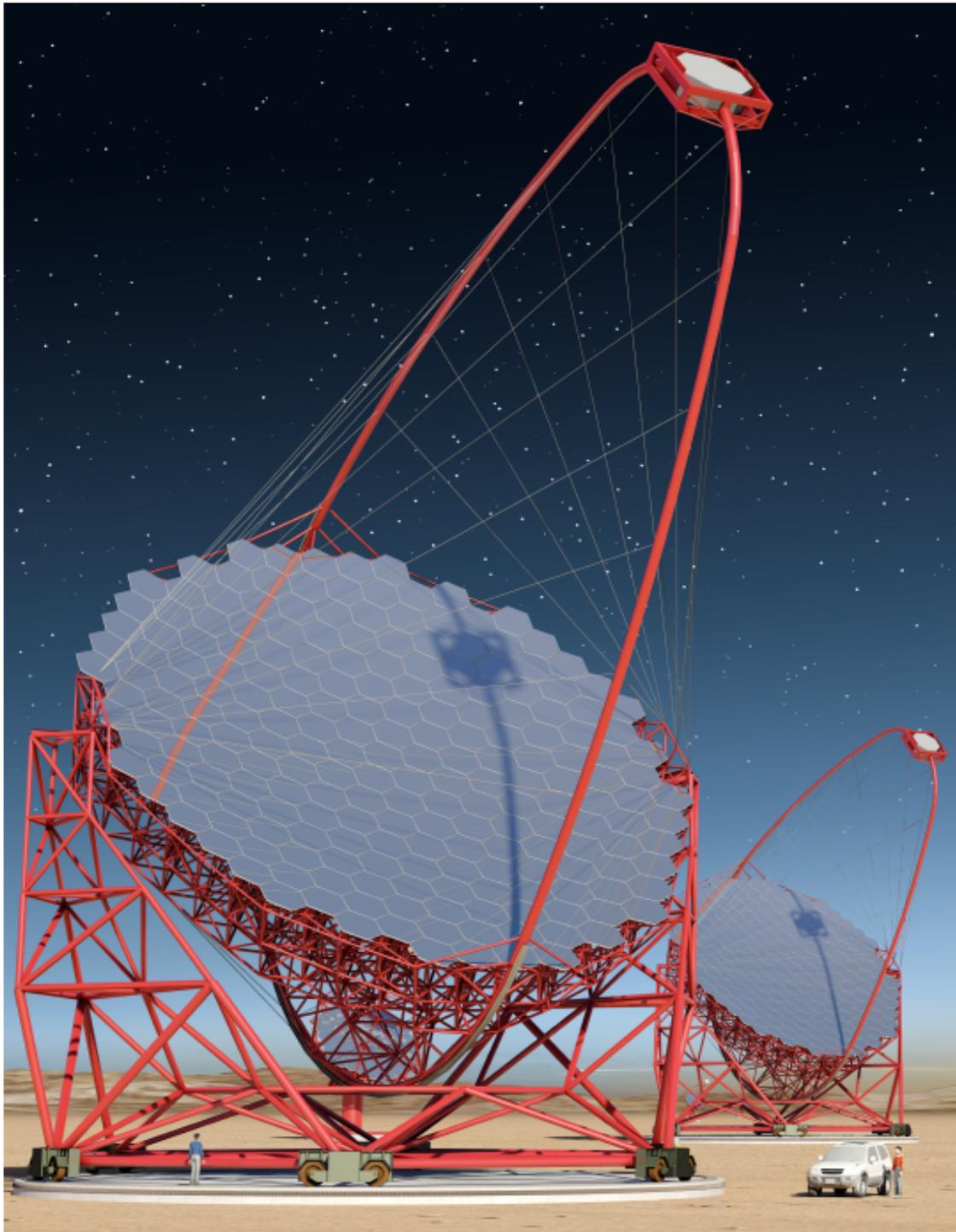


図 3.2.1 23m 大口径望遠鏡。ミラー支持構造はカーボンファイバーTube によるスペースフレーム構造からなる。下部構造は、スチールパイプであり、総重量 100 トン。

3.2.2. 大口径望遠鏡構造

23m 大口径望遠鏡は、基本的に 17m 口径 MAGIC 望遠鏡を大型化したものであり、そのベーシックな構造・概念は同一である。しかし、より高いコスト性能比、遠隔操作における信頼性を得るため数々の改良がなされている。大口径望遠鏡は Alt-Azimuth 望遠鏡構造のモデルを採用しており、主に三つの構造体かたなっている。すなわち、望遠鏡下部構造、ドライブ、光学マウントシステムの三つである。特徴として、軽量構造、高い強度、シンプルな構造であることがあげられる。ガンマ線バーストのフォローアップ観測において、衛星からのリアルタイムなガンマ線バースト位置の情報を得てから 20 秒で天球上のいかなる場所であってもポインティングできる性能を持たせる必要がある。

軽量化を行うために、光学マウントシステム（ミラー支持構造、カメラ支持構造）の主な部分には、カーボンファイバー強化チューブを採用している。この新素材の採用により、望遠鏡全体重量を 100 トンと軽量化している。

より信頼性の要求される望遠鏡下部構造、光学マウントシステムで応力の強くかかる一部は、スチールチューブにより構成されている。当然のことながら、異なる素材による温度依存性は設計に考慮されている。

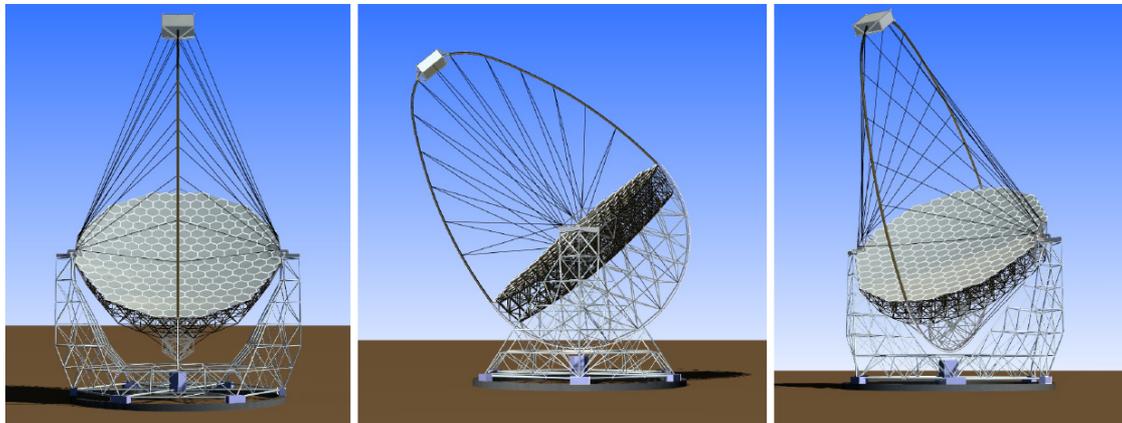


図 3.2.2 23m 大口径望遠鏡。(左)正面より、(中央)横より、(右)45°横より見た図。

また、全てのチューブの長さは 11.5m までとし、12m コンテナに収容し現地まで運搬することを考慮している。

最も重要なことは、望遠鏡全体の重量、慣性モーメントをできるだけ小さくする事であり、23m 大口径望遠鏡の重量(MASS)、慣性モーメント(INERTIA) は、表 3.2.1 に示されるとおりである。23m 大口径望遠鏡は MAGIC 望遠鏡を大型化したものであるが、

その質量、慣性モーメントは MAGIC 望遠鏡からスケーリングしたものと比べ、およそ 30%軽量化されている。

特に光学マウントシステム（ミラー支持構造、カメラ支持構造）は CFRP（カーボンファイバーチューブ）で作られており、スチールで同様の構造を製作した場合とくらべ、変形が 1/2 に抑えられ、重量は 1/4 に削減されている。また、CFRP を採用したことによりスチールと比べダンピングファクターが大きくなり、光学マウントシステムの振動を小さくすることができる。

3.2.3. 大口径望遠鏡マウントシステム

大口径望遠鏡マウントシステムは、望遠鏡下部構造、方位角ドライブシステム、仰角ドライブシステム、他からなる。

望遠鏡下部構造は、MAGIC 望遠鏡下部構造と同様のコンセプトでデザインされているが、MAGIC と比べより多くの 378 本のスチールチューブから構成されている。このことにより、相対的に強度が増しているのと、構造としての冗長性が増している。

スチールチューブは溶接では無く、結合 knot (スチールボール) にボルトで差し込まれ、構造が組み立てられる。

これらの構造強度はドイツの会社 MERO-TSK により有限要素法により計算され、十分な強度を得られるようにチューブのサイズが選択されている。

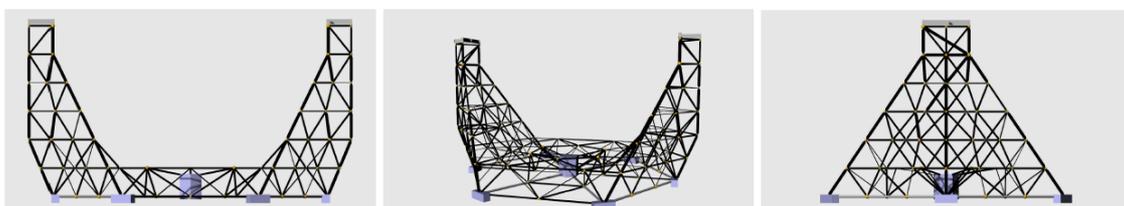


図 3.2.3 23m 大口径望遠鏡下部（マウント）構造。

CODE (Text)	ELEMENT (Name)	MASS		MAX MASS (ton)	INERTIA		MAX INERT. (ton·m ²)
		(ton ± ton)			(ton·m ² ± t·m ²)		
6.1.1	Mount	50.4*	7.7	65.7	6431	963	8461
6.1.2	Optical Support S.	29.0	5.3	37.3	3244	478	3978
6.2	Optical System	12.9	0.9	14.8	412	27	470
6.3	Camera	2.0	0.3	2.5	1631	250	2163
6.4	Auxiliary Systems	6.0	1.5	9.0	1.5	0.4	2.4
	TOTAL	100.3	15.7	129.3	11720	1718	15074

表 3.2.1 23m 大口径望遠鏡望遠鏡構造の各エレメントの重量と慣性モーメント。上から順に望遠鏡下部（マウント）構造、ミラー支持構造、ミラー、カメラ、その他の重量、慣性モーメントの推定値とその最大値をしめしている。

望遠鏡下部構造は6つの望遠鏡ドライブシステム（台車）により支えられ、これらの台車がレールの上を動くことにより望遠鏡全体が方位角方向に回転する。特に、ミラー支持構造を支えている、二つのタワーの直下にある2つの望遠鏡ドライブシステム（台車）は、他の4つの台車と比べより多くの重量を支える。

これら6つの台車と中央のピン構造により、大口径望遠鏡全体の重量100トンをさせることになり、また、これらの力はレールに伝達され、レール柱脚、コンクリートフロアーに落ちる。想定できる最も過酷な条件（風速200km毎時）における台車にかかる荷重が表に示されている。Minimum Loadにおいて、-1075kNというマイナスの値が見られるが、これはおよそ100トン重の力で望遠鏡が風により持ち上げられていることを示している。このような理由で、台車には下側からレールにあたるホイールが2つ取付けられている。

これらドライブシステム（台車）は23.9m直径・500mm幅の円周状のレールの上を移動する。図3.2.6に見られる中央ピン構造がその回転中心を固定する。ドライブシステムは、レールとラック・アンド・ピニオンの構造で動力を伝達する。レールにはラック（クラウン）が固定されており、ドライブシステム側のモーターにピニオン（歯車）が取付けられている。

さらにドライブシステムは横ぶれを防ぐために、レールを横から掴む4つのホイールが取付けられている。ドライブシステム（台車）の詳細な図面が図3.2.5に示される。

技術的な詳細であるが、

- ・ 台車のメインのホイールは直径が330mmで円周上を動くので、わずかに円錐状（外側の径が、内側の径よりわずかに大きい）になっており、その回転軸は水平から 1.63° ずれている。
- ・ ドライブシステムと望遠鏡下部構造はユニバーサルジョイントで接続されており、お互いにトルクを受け渡ししない
- ・ 望遠鏡のパーキング位置においては、遠隔操作によりドライブシステムはレールに固定される機能を持っている。

ガンマ線バーストのフォローアップ観測のため、望遠鏡は20秒で 180° 回転させる必要があり、この条件は、角加速度 0.047 rad/sec^2 と最大角速度 0.23 rad/sec で回転することにより達成される。運転時の回転モーメントだけでなく、最大風速による荷重、レール・ベアリングとの摩擦等を考慮して必要な電力を計算しなければならない。最大必

要とされる電力（単位時間当りのエネルギー量）は 260kW と推定される。10.5kW のサーボモーターを 8 台マスタースレーブモードで並列に接続し、4 倍の過負荷状態で利用することにより達成する。この緊急のエネルギーはフライホイールとインバーターシステムで供給することになる。

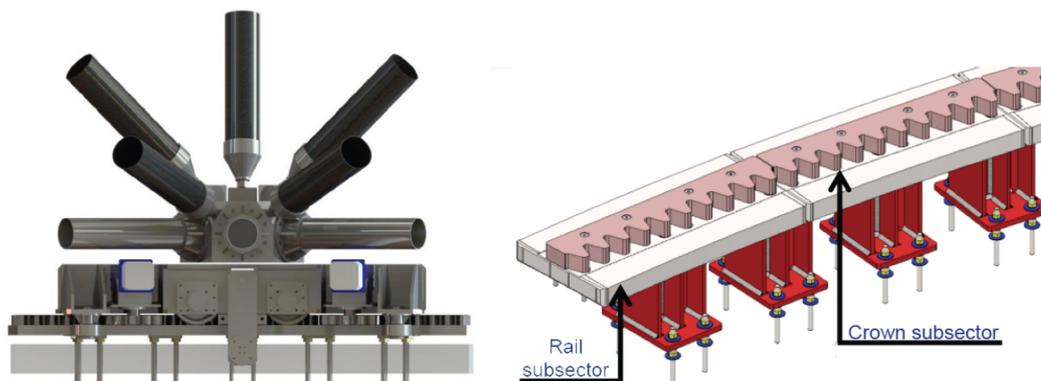


図 3.2.4 (左)望遠鏡ドライブシステム／台車のデザイン、レール内側から見た図、(右)レールと柱脚のデザイン。

AZIMUTH ASSEMBLY UPPER LIMITS			
	Heavy bogies	Light bogies	Central pin
Max load [kN]	360.2	291.4	1252.9
Min load [kN]	-1075.4	-721.4	0.2

表 3.2.2 ドライブシステム(台車)にかかる荷重。タワー直下の 2 台の台車(Heavy Bogie) と他の 4 台の台車(Light bogie) で荷重が異なる。風速 200km 毎時を仮定したシミュレーション計算では荷重最小値がマイナスになっているが、最大で 1075kN(100 トン重)程度の力が望遠鏡を持ち上げる方向に働いている。

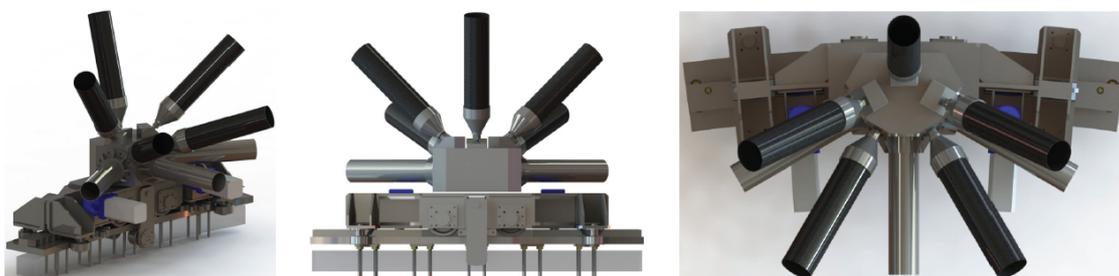


図 3.2.5 ドライブシステム／台車の詳細デザイン(左)斜めから(中央)外側から(右)上から見た図。

全ての望遠鏡構成要素は有限要素法で計算され、そのサイズが決定されている。ホイール・レールシステムの計算においては、古典的な Hertz の法則を使ってそのサイズを決定している。またギアにおいては、ISO-6336 に基づいた計算によりサイズが決定されている。

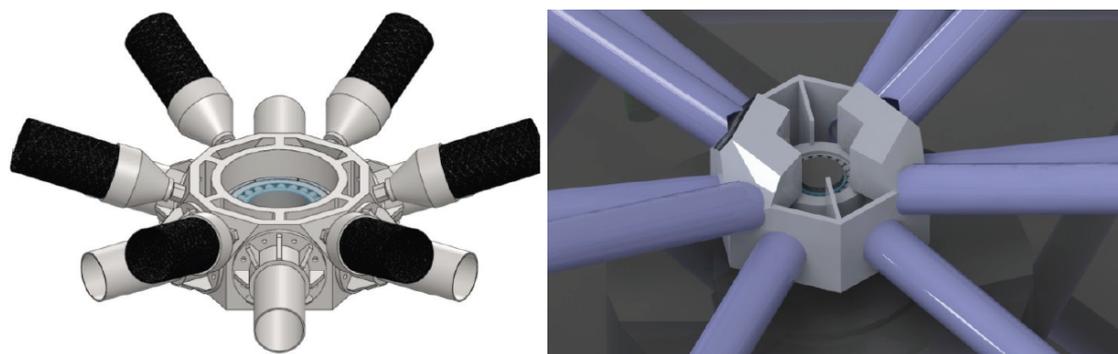


図 3.2.6 中央のピン構造。望遠鏡の回転中心を定める機構。

仰角を制御するドライブシステムは、ミラー支持構造の裏側に存在し、曲げられた I-ビームとチェーンからなる半円状のアーチである。チェーンは I ビームに 5cm 間隔でボルトで固定されており一体化している。モーターと歯車からなるシステムが、アーチをドライブする。モーターに接続した歯車がチェーンと噛みあわさされており、モーター回転がアーチ (I ビーム) に伝達され、ミラー支持構造全体が回転する。また、停電時・緊急時には、ディスクブレーキが I ビームを掴み望遠鏡の仰角を固定する。このモーターギアボックスはほぼ望遠鏡土台中央部ピン構造に可変長の棒により固定される。棒の長さが可変長であることにより、I ビームの真円からのずれを吸収する。この仰角ドライブシステムは MAGIC 望遠鏡においても、同様のデザインのもの採用されており問題なく稼働している。

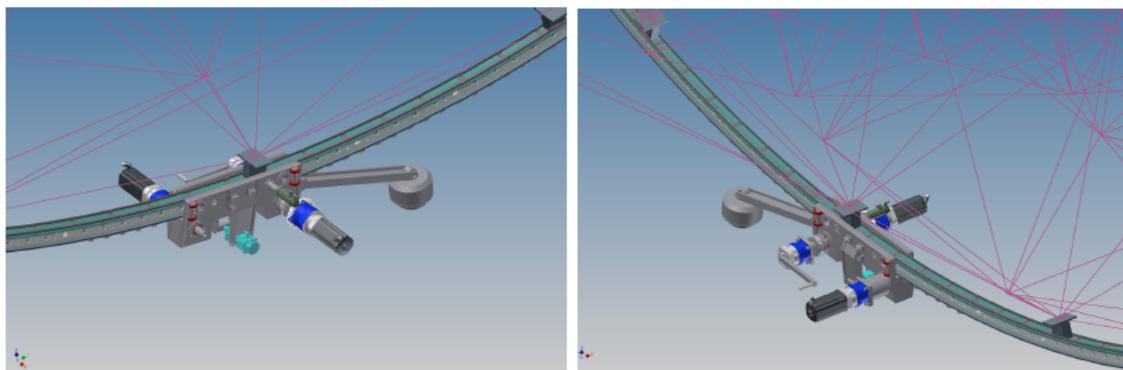


図 3.2.7 大口径望遠鏡の仰角方向ドライブシステム。

3.2.4. 大口径望遠鏡ミラー支持構造

ミラー支持構造は分割鏡 207 枚を保持できる構造となっている。一瞬のチェレンコフ光をランダムな夜光から識別するために、鏡の様々な場所に入射するチェレンコフ光の光路差をゼロにできる（チェレンコフ光の時間的拡がりを最小化できる）放物面鏡を我々は選択した。およそ 200 枚の六角形分割鏡は、放物面鏡をなすように、このミラー支持構造の上に配置される。このミラー支持構造は 2 段のスペースフレーム構造からなっており十分な強度を持たしている。

スペースフレームの基本的な構造は四面体構造となっており、全ての面で三角形をなしてあり、非常に強固な構造となっている。5 面体構造（4 面は三角形、一面は正方形）からなる MAGIC のスペースフレームと比べはるかに強固である。よって、大口径望遠鏡の 2 層スペースフレーム構造は、MAGIC の 3 層スペースフレーム構造よりも強固になっている。

スペースフレーム構造はチューブとノットからなる。ノットは工場において、アルミボールに、様々な角度（チューブ取付けの角度）から複数の穴を開けタップを切ったものである。ノットにチューブの端から延びるボルトを差し込む。ノットにより複数のチューブを接続し立体的にフレームを構成する。基本的に、チューブからノットに向かって垂直な方向に力が加わる（圧縮力、張力）が、ノットを捻る（ノットにトルクを与える）力は加える設計にはならない。

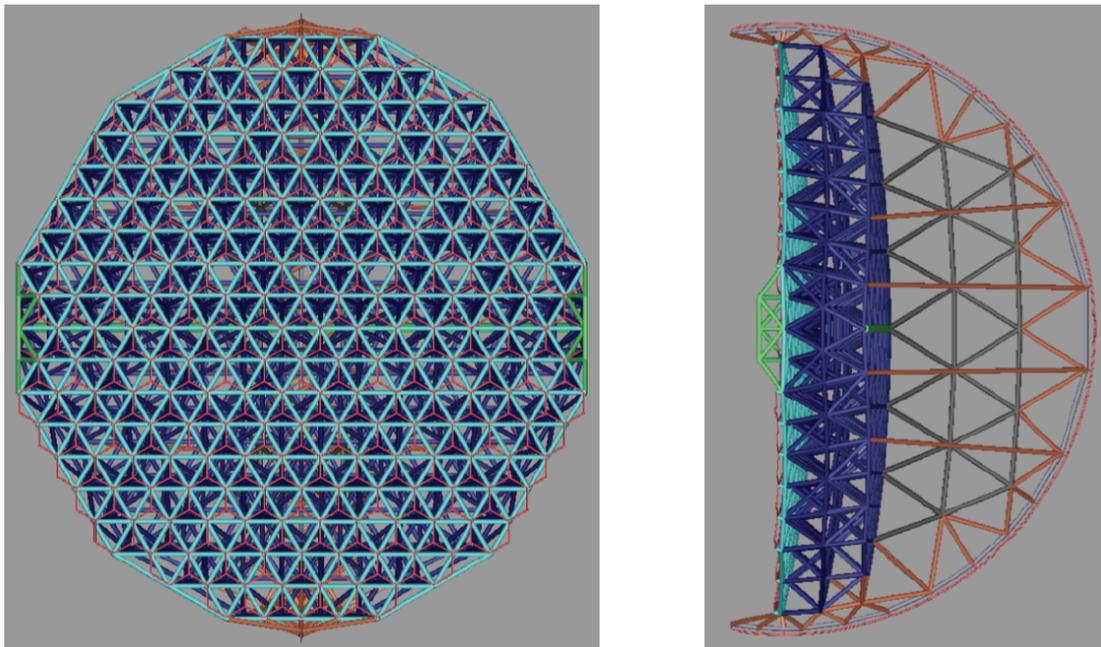


図 3.2.8 大口径望遠鏡ミラー支持構造。(左) 正面から見た図、(右) 横から見た図。

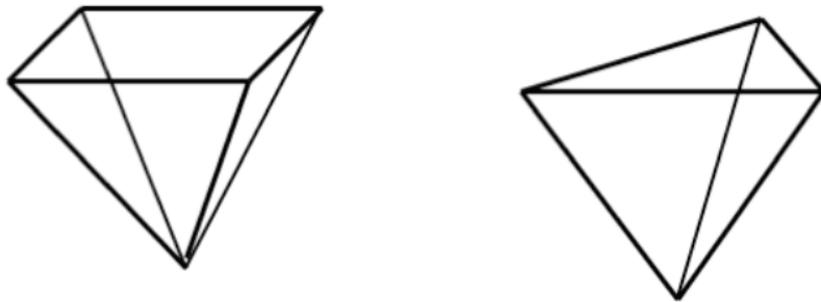


図 3.2.9 大口径望遠鏡ミラー支持構造のスペースフレーム構造のベーシックエレメント。左は MAGIC で採用されている（5 面体構造）、右は大口径望遠鏡で使われる（4 面体構造）。大口径望遠鏡スペースフレームの 4 面体構造は MAGIC の 5 面体構造よりはるかに強固である。

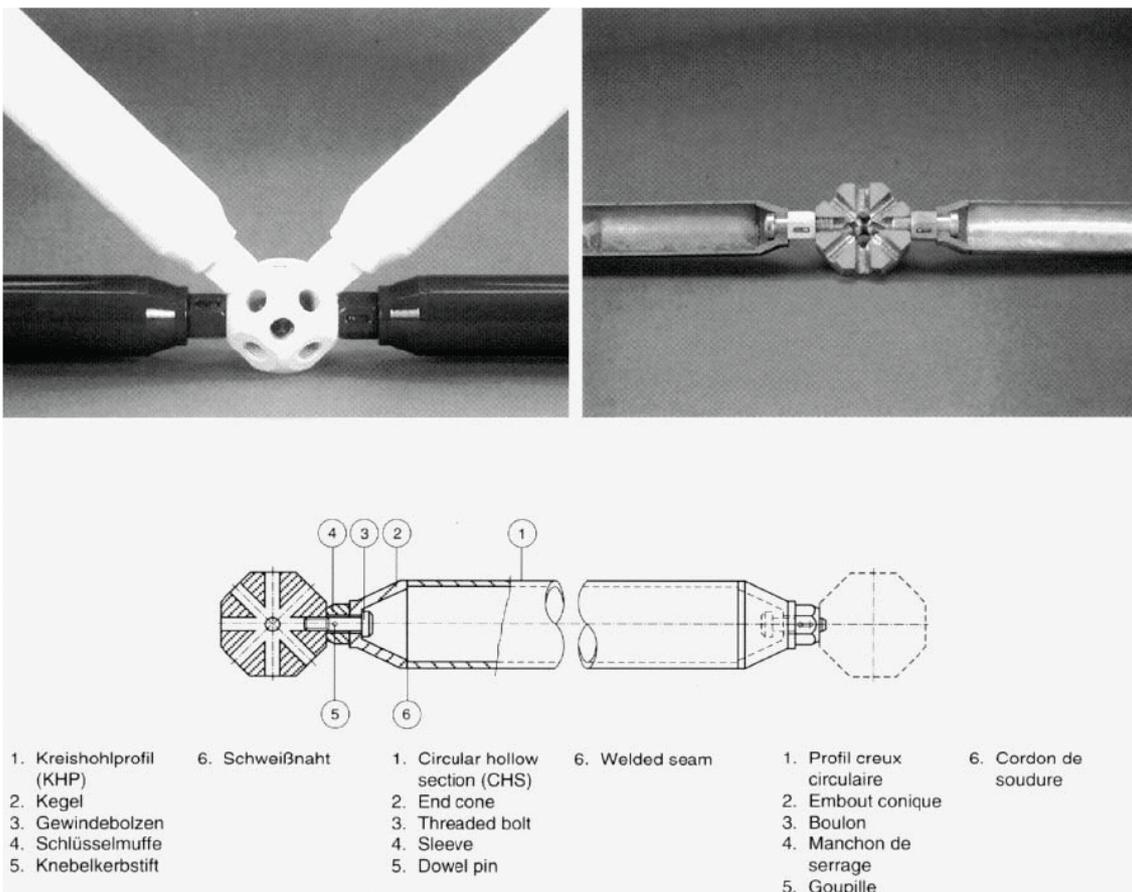


図 3.2.10 スペースフレームの基本要素であるチューブとノット。ノットにボルトを差し込みチューブが固定される。

CFRP チューブの先端部はアルミのキャップをかぶっており、このアルミキャップは CFRP チューブと接着剤で固定されている（温度 35°で剪断応力 35N/mm²以上の強度を持つエポキシ接着剤）。現在利用可能な接着剤としては、Redox830, Hysol, 3M Scotchweld 9323 等が上げられるが、いずれも-35°から 120°の範囲で 2 倍以上の剪断応力をもつ。CFRP 接着部には安全係数 4.5 が適用されており、実際に製作したアルミキャップ付き CFRP チューブは温度 35°で 80 トンの荷重（圧縮、引張り強度）まで耐える事がわかっている。

グリッドの間隔は X-Y 面(ミラー支持構造を正面から見た時に)1540mm となっている。2 段のスペースフレーム構造は、仰角制御のための後部アーチへとむかって接続されている。この部分はスチールチューブ、アルミチューブを使用しており、カウンターバランスの一部としても使われている。

全ミラー支持構造は 2522 の CFRP チューブと 615 のノットからなる。ディッシュの主要な部分には 2 種類の CFRP チューブが使われており(80mmφ、100mmφ)、カメラ支持アーチ構造接続部付近、後部仰角制御アーチ部付近、仰角軸接続部付近には肉厚のあるスチールチューブが使われる(それぞれ 133mm thick, 28mm thick, 19mm thick)。ミラー支持構造の全重量は 16 トンである。

全ての CFRP チューブは紫外線による劣化を防ぎ、30 年の耐久性を得るため、白または赤色に塗装される。また、MAGIC 望遠鏡のシミュレーションでは、無作為に 10 本の CFRP チューブを取り除いてもその構造に問題がないことが分かっており、スペースフレーム構造におおきな冗長性があることがわかる。

風速 200km 毎時の強風下での流体シミュレーションによる荷重計算の結果が図 3.2.11 にしめされている。計算は MB CAD GmbH により行なわれた。赤線が現在のデザイン、青線が Wind Shield をミラー支持構造後部に取付けた場合。Wind Shield の効果はほとんど見られない事がわかる。また、MERO-TSK はグリーンポイントを強風時の荷重として想定し、望遠鏡の全体構造のデザインをおこなっている。

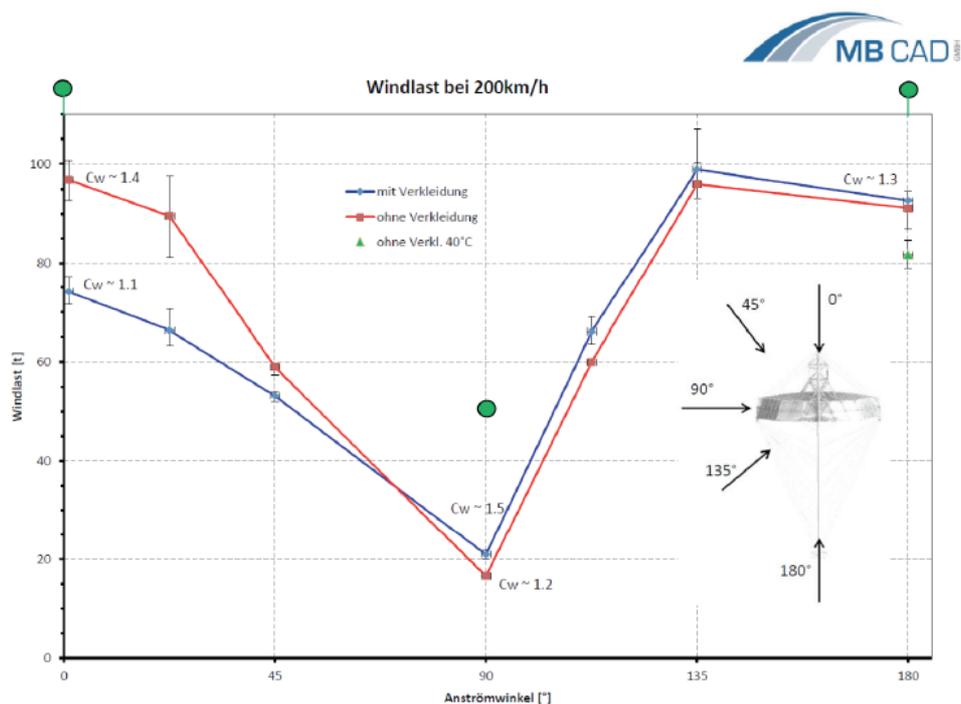


図 3.2.11 風速 200km/h での望遠鏡にかかる荷重。計算は MB CAD GmbH により行なわれた。赤線が現在のデザイン、青線が Wind Shield をミラー支持構造後部に取り付けた場合。Wind Shield の効果はほとんど見られない事がわかる。また、MERO-TSK はグリーンポイントを強風時の荷重として想定し、望遠鏡の全体構造のデザインをおこなっている。

カメラ支持構造アーチ部は、図 3.2.12 に見られるように放物線形状の CFRP チューブ 6 本から構成される。放物面と垂直な方向に CFRP ロッドにより張力がかけられている。先端部にはカメラ取付け用フレームがある。主な仕様としては、

- ・ ミラー底からカメラ先端部までの焦点距離は 28m である
- ・ 2000kg のカメラ（最大 2500kg）を支える事ができる
- ・ カメラ支持構造アーチ部の自重は 3000kg 以下である
- ・ アーチ構造、サポートロッド、カメラフレームによる入射光に対する陰が 21m² 以下である

ことが上げられる。

カメラ支持構造アーチは、高強度 CFRP 東レ T700 を使う。外径は 310mm、肉厚は 14.08mm である。3カ所の接続部はストレートのチューブとなっており、この部分にジャケットと呼ばれる厚さ 17.92mm の CFRP の筒を被せ、内側のメインパイプとボルトで固定する。この接続部の詳細は図 3.1.13 に示されるとおりである。

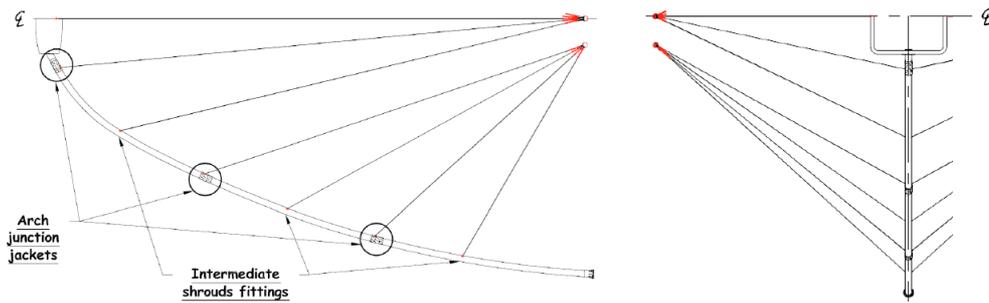


図 3.2.12 カメラ支持構造とカメラ支持構造を支持するロッド。

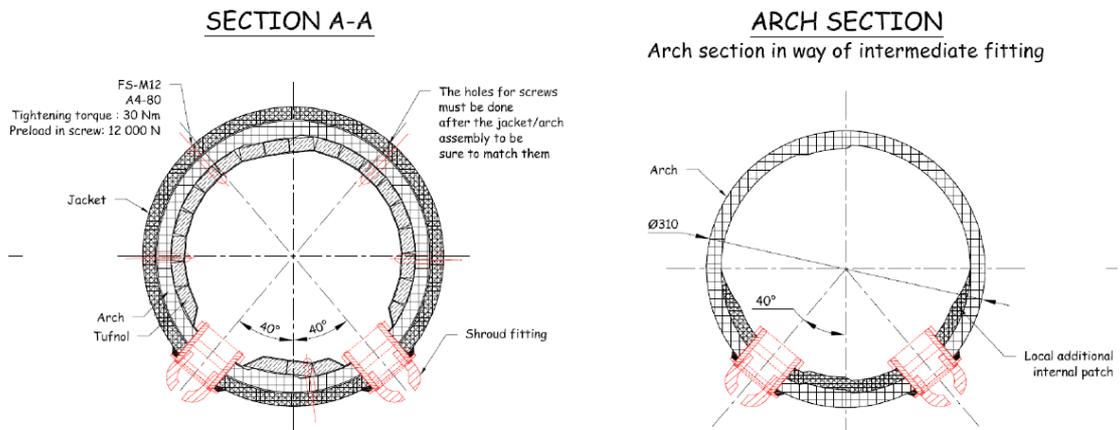


図 3.2.13 (左)カメラ支持アーチ・パイプ接続部の断面図。赤色の部分がロッドにつながる金具。(右)ロッドが接続されているパイプ途中の断面図。

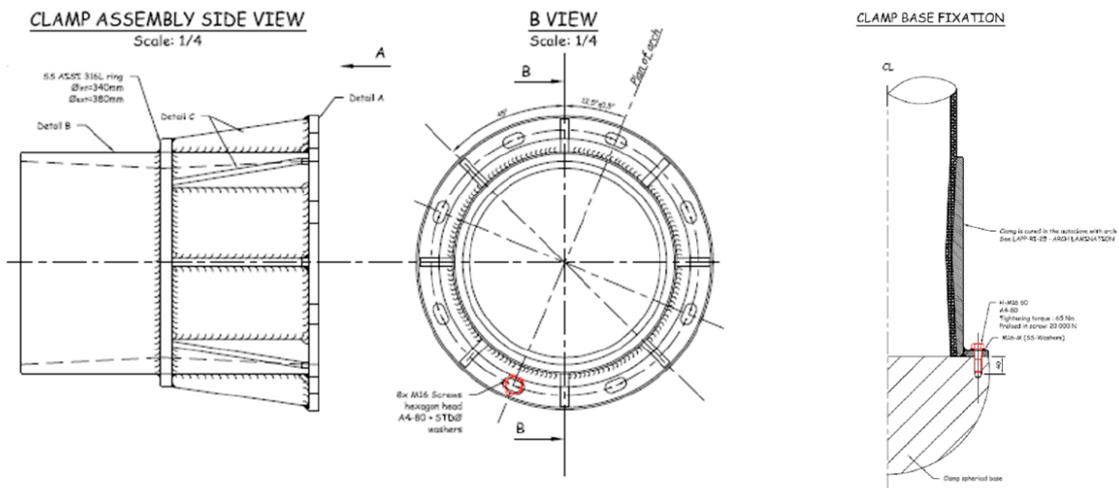


図 3.2.14 カメラ支持構造アーチとミラー支持構造との接続部。アーチの端はフランジ接続となっている。フランジ部はステンレス鋼で作られ、CFRP とはエポキシ接着剤で固定される。

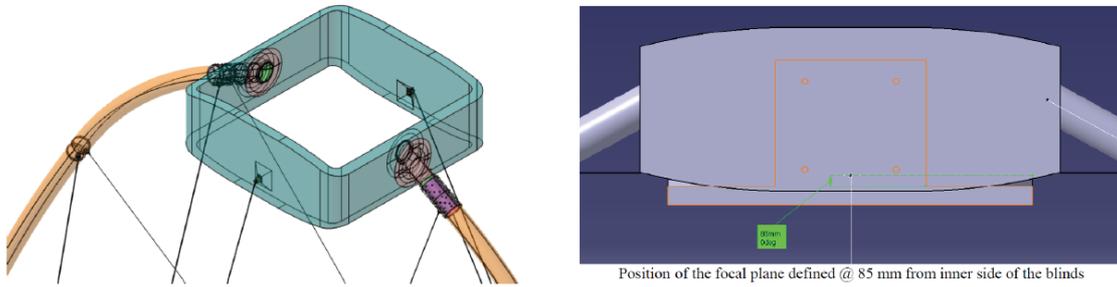


図 3.2.15 カメラ取付けフレーム／カメラ支持構造先端部の詳細。

図 3.2.15 にはカメラ取付けフレーム／カメラ支持構造先端部の構造が示されている。内枠で 3140mm x 3140mm、肉厚 170.24mm の CFRP からなる。カメラ支持構造は合計 26 本のロッド（張力を与える CFRP ロッド）により、支持されている。それぞれの CFRP ロッドは 80mm² の断面を持ち、長さは 17m から 28.6m までのものからなる。これらの CFRP ロッドはアーチ構造が面内から逸脱しアーチ面内から垂直方向に変形するのを防ぐ。また、カメラ重量、アーチ自重によるカメラ部のサグを最小化する。このため、CFRP ロッドには 900kg 重から 2000kg 重にわたる張力が事前にかけている。CFRP ロッドの端面には金具が埋め込まれ、カメラ支持構造アーチ部とは図 3.2.16 のように金具を通して固定される。反対側の端面はミラー支持構造の仰角回転軸付近に、図 3.2.17 のように金具を通してノットに固定される。

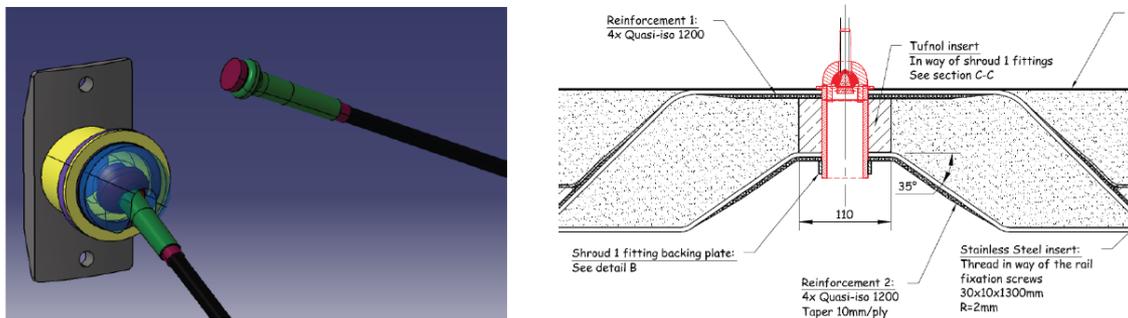
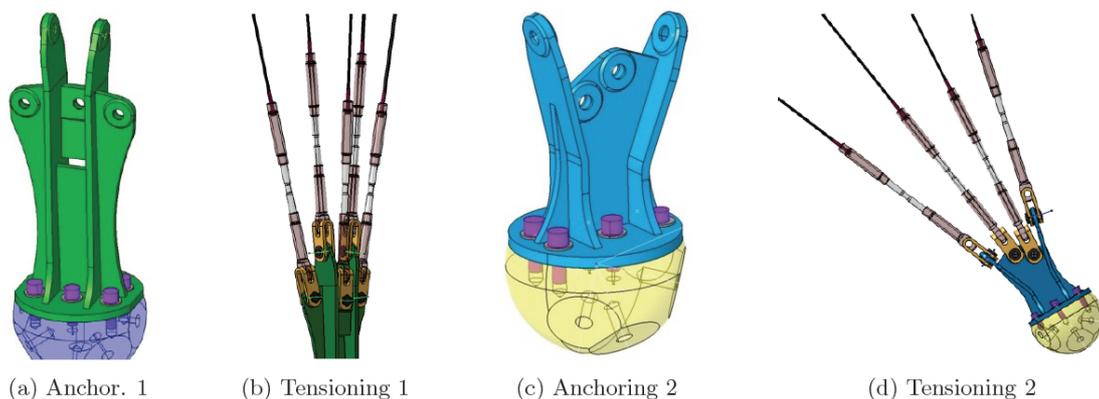


図 3.2.16 CFRP ロッドの端面には金具が埋め込まれ、アーチ部 CFRP と金具を通して固定される。



(a) Anchor. 1 (b) Tensioning 1 (c) Anchoring 2 (d) Tensioning 2

図 3.2.17 CFRP ロッドをミラー支持構造側で固定するための、アンカーノットと張力を与える機構。

ELEMENT (Name)	DISH SHADOWING (m ²)
Camera	8.4
Camera frame	2.3
Arch	5.4
Tension cables	4.5
TOTAL	20.6

表 3.2.3 カメラ支持構造によりできる入射光に対する陰の面積。21m² 以下である事がわかる。よって入射光にたいする陰はミラー総面積のおよそ 5% に相当する。

3.2.5. 大口径望遠鏡ファウンデーション

望遠鏡土台は望遠鏡の台車から伝わる全ての力を、いかなる場合においても支えなければならない。図 3.2.18 に見られるよう、土台は円形の構造でコンクリートと鉄筋からなる。レール柱脚はコンクリート土台に鉄筋でつながっておりフロアと一体化している。柱脚は十分にフラット（一定の高さ）である必要があるが、最終的な水平はレールの取付け高さの調整により行なわれる。中央ピンは望遠鏡の方位方向回転軸を 1 点にさだめるための機構であり、図 3.2.20 に示されている。

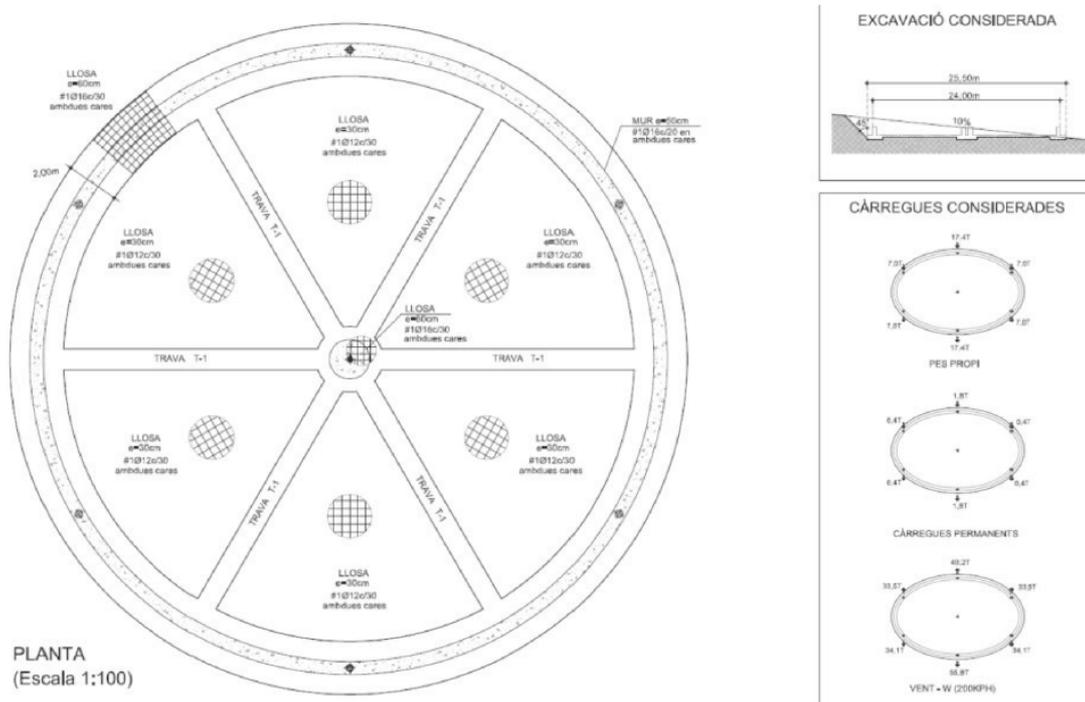


図 3.2.18 大口径望遠鏡コンクリート土台

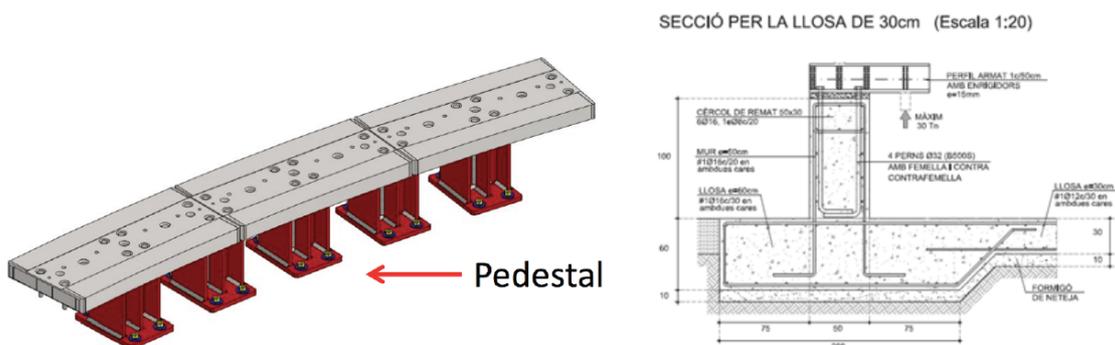


図 3.2.19 柱脚、レール部の詳細。

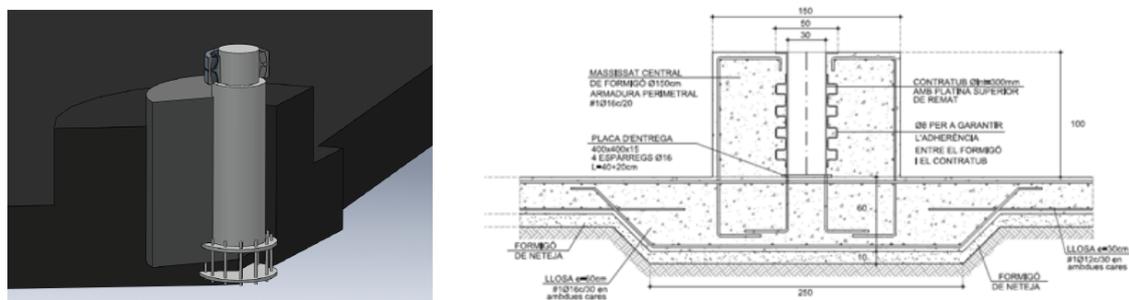


図 3.2.20 望遠鏡中央ピン。望遠鏡の方位方向回転軸を1点に定めるための機構。

3.2.6. 大口径望遠鏡カメラアクセスタワー

カメラに簡単にアクセスするため、また嵐の最中に望遠鏡先端部を固定するために図 3.2.21 に示されるカメラアクセスタワーを設置する。カメラの前部分、後部部分にアクセスしなければならない。望遠鏡は天頂角 95° (4° の俯角) でパーキングし、カメラの位置はおおよそ地面から 14m となる。シミュレーションによれば、もっとも厳しい強風下(200km 毎時)においては、望遠鏡先端部がカメラアクセスタワーに固定されているとすると、望遠鏡はカメラアクセスタワーに垂直方向に 7 トンの力を、水平方向に 3.5 トンの力を与える事になる。

カメラを望遠鏡構造から取り外す機構が、カメラアクセスタワーに整備される。カメラ支持機構内のレールからから繋がるようにカメラアクセスタワーにはレールがあり、モーターによりゆっくりとカメラ支持機構からカメラアクセスタワーに向かってカメラを移動し、カメラアクセスタワー内でカメラを前から、後ろからアクセスし、検査、保守を行なう。

カメラは取り外し後も、アクセスタワー側で、電力、冷却システム、インターネットに接続され、望遠鏡にマウントされている時と同じように稼働する事ができるようにし、検査、保守を容易に行なうようにする。また、検査に必要な測定器、工具などもカメラアクセスタワー側に整備しておく。

また、嵐等の強風下でオペレーターがカメラアクセスタワーに登るのはきわめて危険であるので、望遠鏡先端部とカメラアクセスタワーの固定は、遠隔操作で行なえる必要がある。

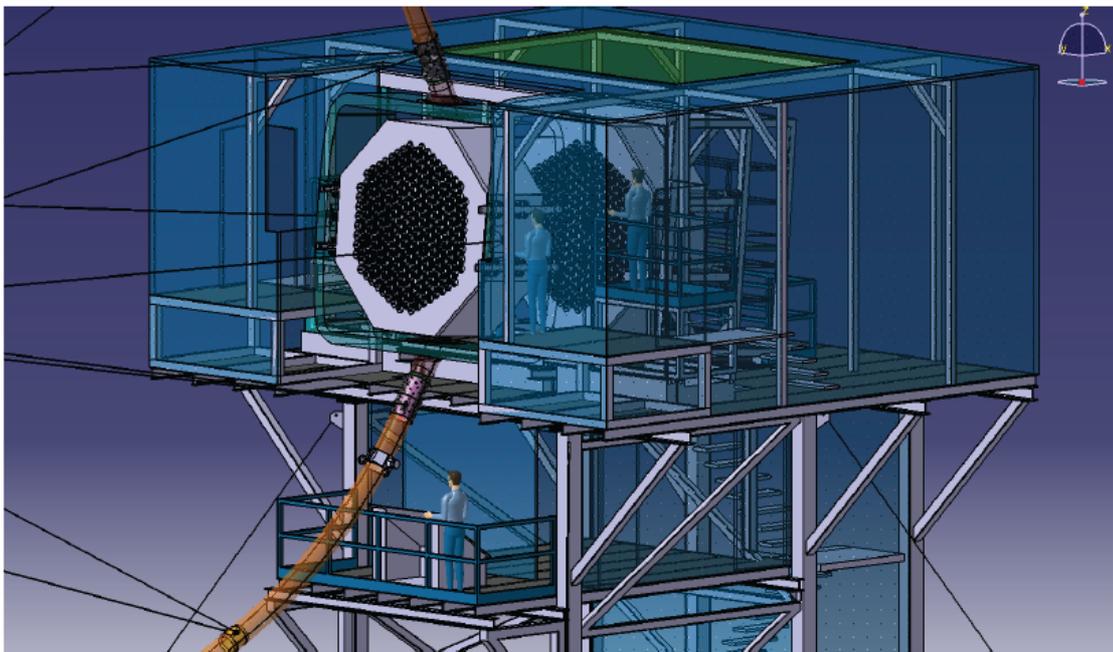
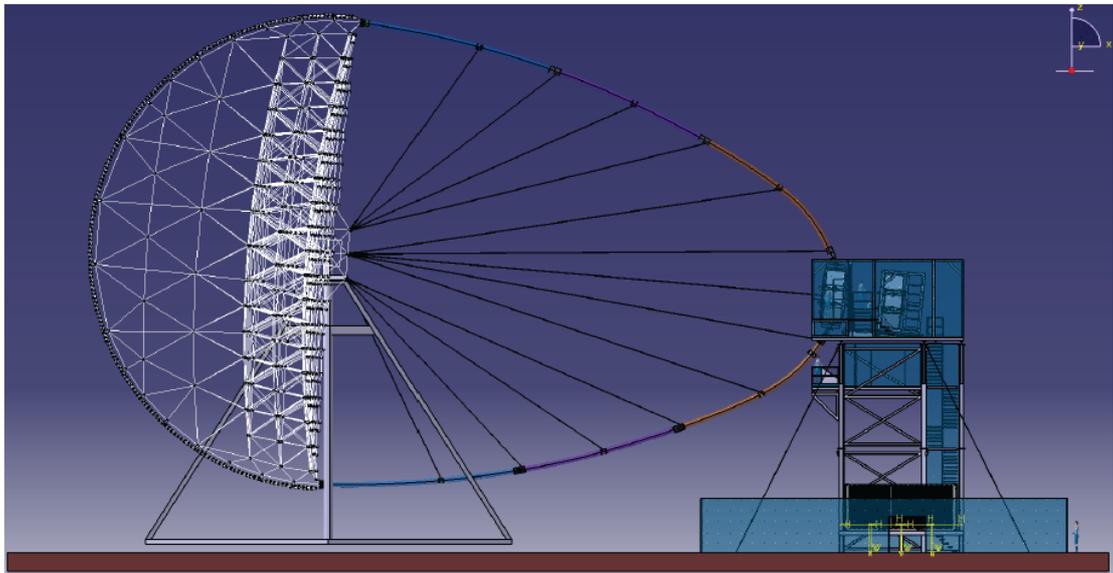


図 3.2.21 (上)大口径望遠鏡とカメラアクセスタワー。(下) カメラアクセスタワー。カメラの移動、マウント時と保守時の位置がわかる。

3.2.7. 中口径望遠鏡

中口径望遠鏡は 100GeV から 10TeV 領域をカバーする。鏡の総面積は 100m^2 で、ほぼ H.E.S.S.、VERITAS 望遠鏡と同サイズである。20-30 台の中口径望遠鏡により、このエネルギー領域で 1mCrab の感度を達成する。銀河面スキャン、全天スキャンを効率よく行うために、視野を出来るだけ広くし、できるだけ一様なイメージを視野全体で得るために Davies-Cotton Optics のデザインとなっている。Davies Cotton Optics では、広い視野で一様なイメージが得られる一方、イメージの時間的同時性を犠牲にしている。ちなみに、12m 口径の望遠鏡では同時に入射した光にたいして、FWHM で 4nsec の時間広がりをもつことになる。 $F/D = 1.3$, $FOV = 8^\circ$ がベースラインデザインとなっている。

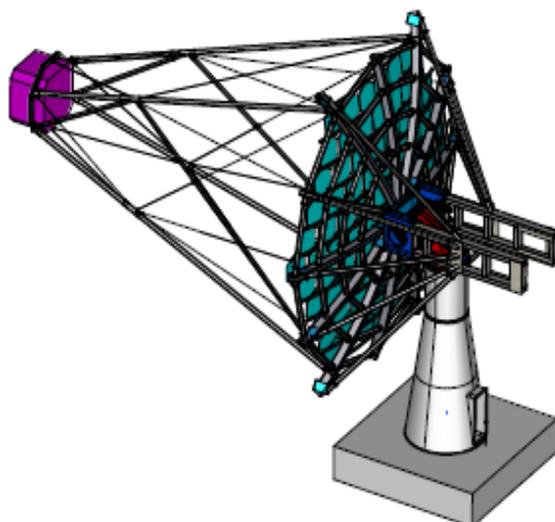


図 3.2.22 DESY により設計された中口径望遠鏡。口径 12m, $F/D=1.3$, $FOV=8^\circ$ 。オプティクスは Davies-Cotton Optics。通常の球面反射鏡は、焦点距離 f の 2 倍の曲率半径 $2f$ をもつセグメント鏡をその曲率半径 $2f$ の場所に設置する。しかし Davies -Cotton Optics では、個々のセグメント鏡の曲率半径はやはり $2f$ であるが、設置位置は焦点から f の長さに相当する球面上である。

3.2.8. 小口径望遠鏡

小口径望遠鏡は、1 TeV から 100 TeV の領域を守備範囲とし、ガンマ線の最高エネルギー領域を観測することで、宇宙線のスペクトルが変化する 1000 TeV 領域までの宇宙線加速源と加速機構の研究を可能にする。10 TeV 以上のガンマ線は宇宙赤外線背景放射との相互作用による減衰が激しいため、その観測対象のほとんどは銀河系内のガンマ線源となる。そのため小口径望遠鏡は、銀河面をより広く観測できる南ステーションにのみ設置される予定である。小口径望遠鏡では低費用の望遠鏡を多数設置することで、飛来頻度の少ない高エネルギーガンマ線の検出感度の向上を可能にしている。

従来の Davies-Cotton 光学系を基本にした設計では、たとえ望遠鏡口径を小さくしてもカメラには一定の画素数が必要となるため、装置全体の費用を下げるのは困難であった。そこで最近では、副鏡の採用により焦点面上での画像を縮小することで、多チャンネルの光検出器を活用してカメラの費用をさらに低減できる光学系が提案されている。この光学系では非球面鏡が必要となるため、それに付随する費用や、精度の高い光学素子のアライメントおよびその制御の困難が懸念されるものの、小口径ではその要求が緩和されるため、小口径望遠鏡に向けた技術と考えられている。

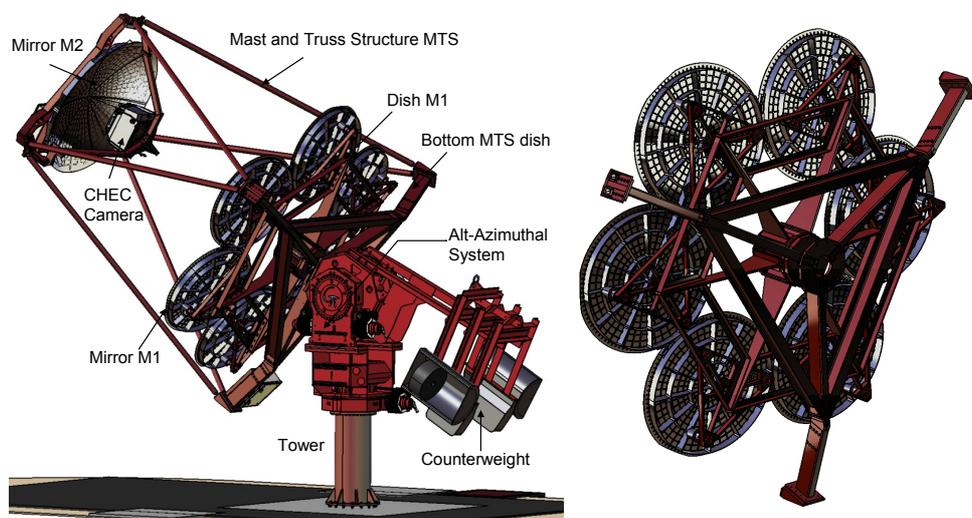


図 3.2.23 Gamma-ray Compact Telescope の 4 m 口径望遠鏡の全体図(左)と主鏡の支持構造(右)

副鏡を採用した小口径望遠鏡である Gamma-ray Compact Telescope (GCT)では、日本、イギリス、フランス、オランダ、アメリカ合衆国、オーストラリアが参加して国際共同開発を推進している。図 3.2.23 に GCT の試作望遠鏡の全体図を示す。主鏡の口径は 4 m で 6 個の分割鏡から構成され、副鏡は口径 2 m の疑似一体鏡(分割鏡を組み合わせ一

体化した鏡)で構成されている。焦点距離は 2.3 m で、焦点面におけるプレートスケール 0.026 度/mm と 9 度の視野を実現する。望遠鏡の構造は、6 角形の構造で主鏡全体を支持し 3 角形の別の構造でそれぞれの分割鏡を支持する(図 3.2.23 右参照)ことで、全体の重量を約 9 トンに軽量化した。望遠鏡は経緯台で方向制御され、その可動範囲は、水平方向に±270 度、垂直方向に 91 度である。また、市販部品を多用することで費用を最適化している。表 3.2.4 に GCT 光学系の仕様[1]を示す。

表 3.2.4 Gamma-ray Compact Telescope の光学系仕様

主鏡直径	4 m
副鏡直径	2 m
焦点距離	2.283 m
プレートスケール	0.026 度/mm
視野	9 度
重量	9 トン

GCT に搭載する焦点面カメラ Compact High Energy Camera (CHEC) [2]は、51.5 mm 角のモジュールを図 3.2.24 に示すように 32 個配列して構成され、約 8 度の視野を持つ。独立したモジュールから構成することで、組み立て時の取り扱いや故障時の取り替え等を容易にしている。各モジュールは 8×8 に配列された約 6.4 mm 角の光検出器(0.17 度に相当)とその信号処理電子回路から構成され、各モジュールからのデータは、カメラ後部の処理回路基板で一括処理された後、中央のデータ収集装置に転送される。表 3.2.5 に CHEC の主要な仕様を示す。

表 3.2.5 Compact High Energy Camera の主要な仕様

画素数	2048
モジュール数	32
モジュールあたりの画素数	64
平均画素ピッチ	6.4 mm (0.17 度相当)
視野	8 度 (35 cm)
重量	75 kg
消費電力	450 W

CHEC の光検出器には、光検出効率や信頼性、耐久性に優れた半導体光電子増倍素子を採用する。ただし、光電子増幅過程で発生するクロストークと呼ばれる素子特有の現象により、実際の受光量よりも多くの光子が計数される場合がある。この発生頻度が高いと、背景夜光から 1 光子しか受光していない場合でも多くの光子を検出してしまうため、ガンマ線事象との区別が困難となる可能性がある。その影響をシミュレーションで評価するとともに、クロストークを低減した半導体光電子増倍素子の開発を進めている。半導体光電子増倍素子からの電気信号は、その構造的要因から数百 ns の長い減衰時間を持ち、素子あたり 10 MHz 以上が予測される背景夜光からガンマ線事象を識別することが困難になるため、プリアンプ回路で増幅、波形整形して半値幅を 10 ns まで短縮する。プリアンプで整形された電気信号は、専用集積回路 TARGET[3]で処理される。TARGET は、一定の大きさの電気信号を検出する波高弁別回路と、1 GHz で波形情報を 16 μ s まで記録しデジタル化する回路を 16 チャンネル集積する。各モジュールに搭載された 4 個の TARGET は、1 個の Field Programmable Gate Array (FPGA) で制御されるとともに、デジタル化された波形データも FPGA によって処理され、後部の処理基板に転送される。このように独自開発の集積回路をモジュールに組み込むことで、少ない部品点数で主要な機能を実現し、費用の低減や信頼性の向上に大きく寄与している。TARGET の主要な仕様を表 3.2.6 に示す。

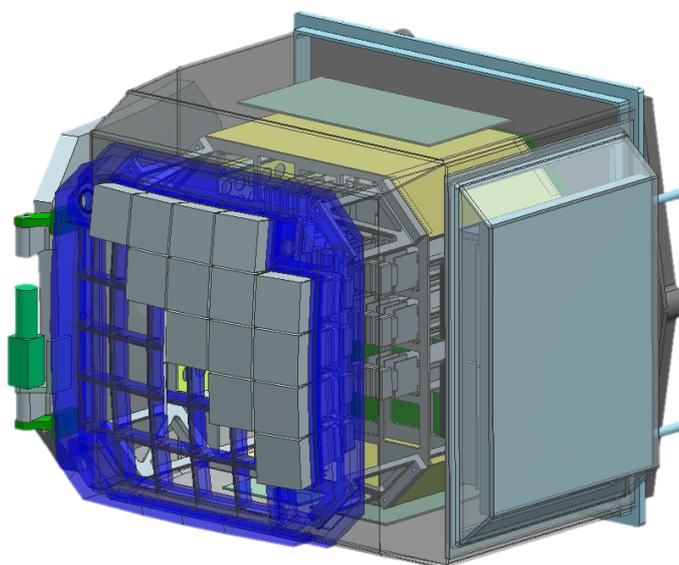


図 3.2.24 Gamma-ray Compact Telescope に搭載する Compact High Energy Camera。紙面手前側に並んだ正方形が光検出器である。

CHEC は参加各国の代表から構成される幹事会によって運営され、各機関の役割分担と

それに応じた予算割り当て等を決定する。日本からは名古屋大学太陽地球環境研究所の田島が代表として参加している。日本グループからは田島が光検出器、奥村がソフトウェアの開発責任者を務めている。

表 3.2.6 TARGET 集積回路の主要な仕様

チャンネル数	16
サンプル周波数	0.5, 1.0 GHz
帯域幅	>380 MHz
クローストーク	<1%
ダイナミックレンジ	2 V
最小検出信号波高	10 mV
データ取得時間	25 μ s

CHEC の開発において、日本グループは専用集積回路 TARGET の開発・性能評価、半導体光電子増倍素子の開発・性能評価、ソフトウェアの開発で貢献してきている。専用集積回路 TARGET の開発においては、基本設計や仕様決定から主導し、集積回路やそれを搭載した基板の製造、波高弁別回路の性能評価を担当している。第2世代の TARGET 集積回路の波高弁別回路の性能評価の結果、検出できる信号レベルが十分に低くできず、要求される性能と比較して2倍程度悪いことが判明した。その問題を解決するため、初段のアンプのゲインを上げることで後段における雑音の影響を最小とした第3世代の TARGET (図 3.2.25 の左側)を開発した。また、同時にデジタル化回路を改良することで波形記録のダイナミックレンジを50%程度向上させた。第2世代 TARGET では1.4Vのダイナミックレンジであったが、入力電圧とデジタル出力の対応を測定したところ、第3世代 TARGET では2Vのダイナミックレンジに改善されていることを確認した。(図 3.2.25 の右側) 残念ながら波高弁別回路の性能は悪化しており、現在その原因を解明するための追測定を実施している。

GCT では、副鏡を採用した望遠鏡の性能を検証するために、試作機を製造している。GCT 試作機用には、マルチアノード光電子増倍管を採用したカメラ CHEC-M と半導体光電子増倍素子を採用した CHEC-S を試作している。日本グループは、試作が先行する CHEC-M には第2世代 TARGET およびそれを搭載する電子基板を、それに続く CHEC-S には第3世代 TARGET およびそれを搭載する電子基板を供給している。CHEC-M は、すべてのカメラモジュールの製作が完了(図 3.2.26 参照)しており、現在その較正を実施して

いるが、データ収集および較正のソフトウェアは、日本グループの奥村が主導して開発している。

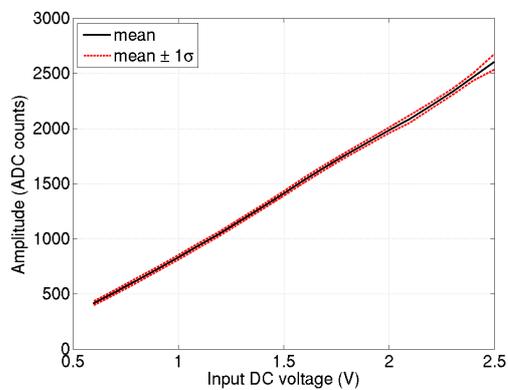
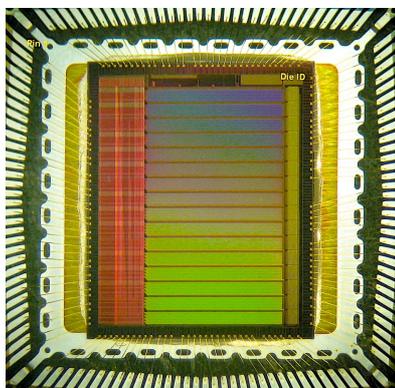


図 3.2.25 第3世代 TARGET の写真(左)とダイナミックレンジの測定結果(右)

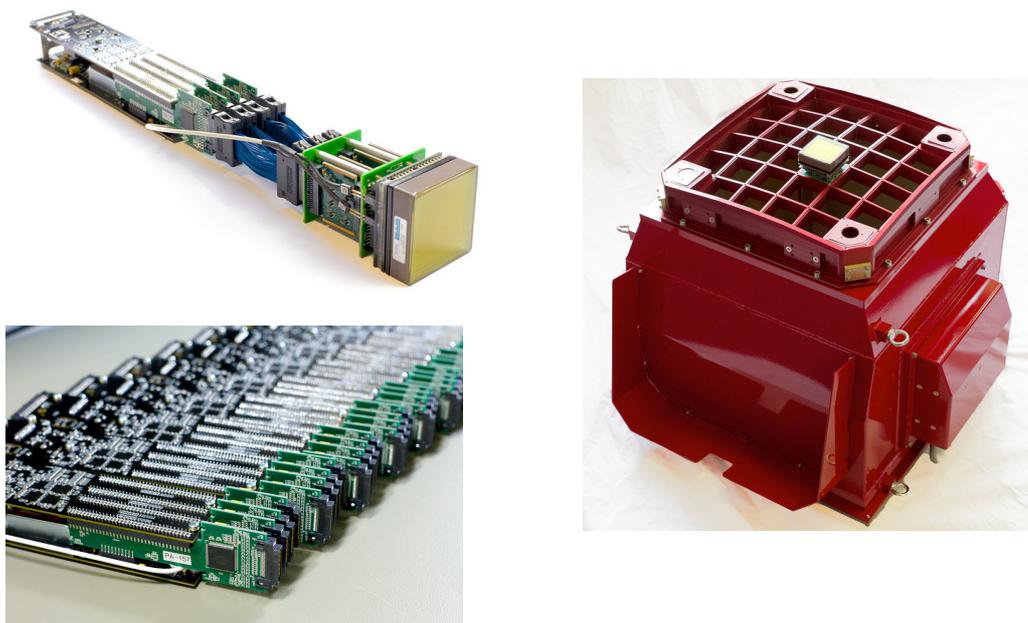


図 3.2.26 CHEC-M 用カメラモジュールと筐体

半導体光電子増倍素子の開発においては、その基本性能の測定や動作条件の最適化、性能の向上に取り組んでいる。現在、半導体光電子増倍素子の採用において最大の障害となっているのは、夜光によって励起された光電子増幅からのクロストークに起因する見かけの光電子の増加とそれによってガンマ線事象と選別が困難になることであるため、その改良に取り組んでいる。半導体光電子増倍素子のクロストークを抑制するため、そ

の原因となる励起光が増幅セルを抜け出さないようにする溝を設置した半導体光電子増倍素子を製造しその性能を測定した結果、クロストークを1/5に抑制できる効果を確認した。一方で、溝を設置したことによって開口率が減少し、光子検出効率が40%程悪化することも判明した。図3.2.27はクロストーク発生頻度と光子検出効率の測定結果を示す。黒は溝のない50 μm の増幅セル持つ場合、赤は溝のある50 μm の増幅セル持つ場合、緑は溝のある100 μm の増幅セル持つ場合を示す。同じセルの大きさの場合、溝のある場合の方が低い光子検出効率で飽和していることがわかる。大きなセルの場合、光子検出効率は改善し、より低いクロストーク発生頻度で高い光子検出効率を実現している。

今後は、増幅セルを大きくすることによって溝によるロスの効果を低減する一方で、マイクロレンズ等の導入することで、クロストーク低減効果を保持しながら光子検出効率を改善する方法を検討している。

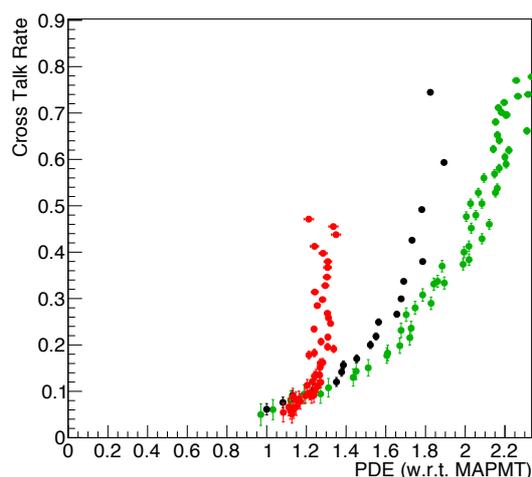


図 3.2.27 クロストークを低減した半導体光電子増倍素子のクロストーク発生頻度と光検出効率の測定結果。黒は溝のない50 μm の増幅セル持つ場合、赤は溝のある50 μm の増幅セル持つ場合、緑は溝のある100 μm の増幅セル持つ場合を示す。

参考文献

1. Zech, A., et al. 2013, In Proc. 33rd Int. Cosmic Ray Conf.
2. Daniel, M., et al. 2013, In Proc. 33rd Int. Cosmic Ray Conf.
3. Bechtol, K., et al. 2012 Astropart. Phys. 36, 156-165

3.2.9. 望遠鏡配置

大中小の望遠鏡をどのように限られた予算で配置するか、その最適化が MC WP グループにより検討されている。MC WP グループでは Super Configuration とよばれる 275 台の望遠鏡を 3km x 3km のエリアに展開した仮想アレイの上に、大量のガンマ線、宇宙線バックグラウンドの疑似シャワー、チェレンコフイベントを生成し、20 程度のサブアレイでの性能評価をおこなった。それぞれのサブアレイは各望遠鏡のコストモデル(望遠鏡構造 450kEuro/100m², 鏡 1.7kEuro/m², カメラ 400Euro/Pixel)に従い、総額 200MEuro において広いエネルギー領域で CTA の感度を最適化できる望遠鏡配置を決定した。この結果、南半球では直径 3km のエリアに大口径望遠鏡 4 台、中口径 25 台、小口径 70 台、北半球では大口径望遠鏡 4 台、中口径望遠鏡を 15 台の配置することとなった。

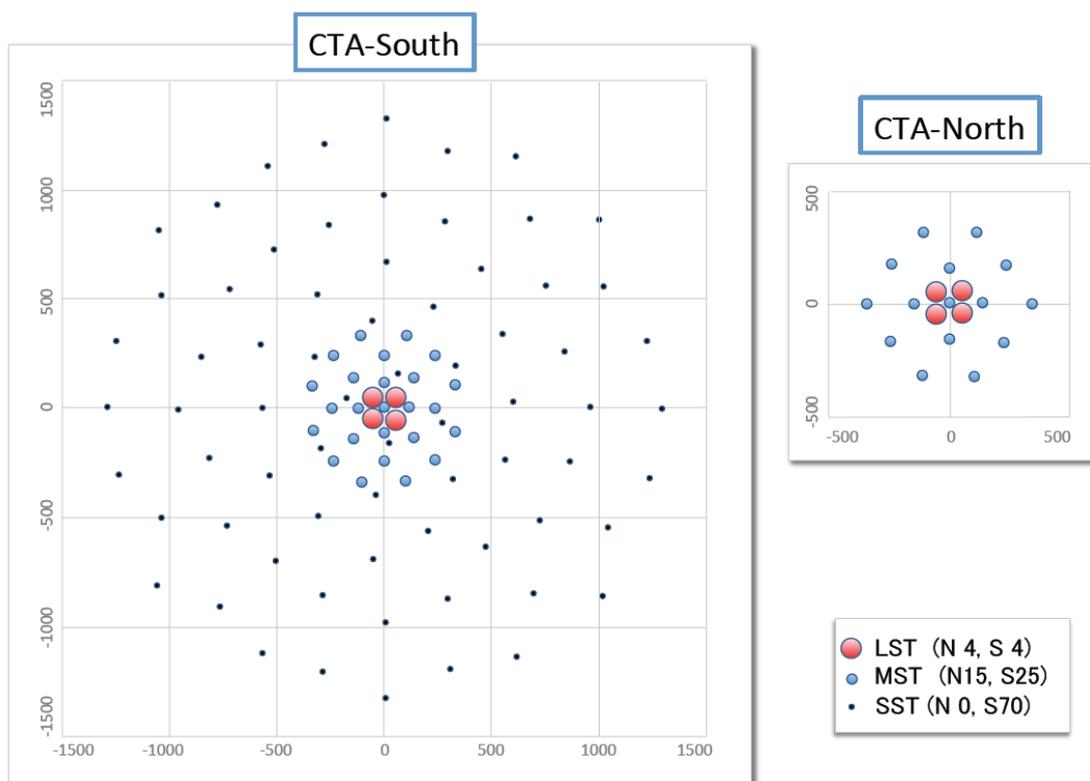


図 3.2.28 コスト一定の条件で最適化されたアレイ。南半球は大口径 4 台、中口径 25 台、小口径 70 台、北半球は大口径 4 台、中口径 15 台の望遠鏡群からなる。南半球では、20GeV から 100TeV 領域で、北半球では 20GeV から 10TeV 領域で目標感度を達成できる。

3.3. モンテカルロシミュレーションによる性能評価

3.3.1. MC-WP の役割

モンテカルロシミュレーション (MC) ワークパッケージ (WP) の役割は、物理 (PHYS) WP の要求を満たしながら、CTA のアレイデザインを性能および費用に関して最適化することである。性能評価のためのシミュレーションソフトウェアを開発し、望遠鏡の各種パラメーター (口径、視野、解像度、トリガー条件等) およびアレイ配置の関数として装置の全体性能 (観測感度、角分解能、エネルギー分解能、バックグラウンド除去率) を調べるのが目的となる。望遠鏡 100 基規模のアレイを 3 種類の口径の望遠鏡で構成するため、パラメーター空間の自由度は極めて高く、アレイデザインの最適化は分野にとって初めての挑戦的課題である。しかし、ヨーロッパの研究者チームはより小規模なアレイ (HEGRA、H.E.S.S.、MAGIC) の経験を有し、それを出発点として調査が進んでいる。モンテカルロシミュレーションは計画実現後のデータ解析においても物理量の評価に不可欠な道具となるため、この WP の役割はデータ解析手法の開発まで含むものとなっている。

モンテカルロシミュレーションに多くのパラメーター値を反映させる必要があることから、MC-WP は PHYS-WP のみならず TEL-WP (口径、反射鏡形状)、FPI-WP (視野、解像度)、ELEC-WP (トリガー条件) 等と連携することが必須である (図 3.3.1)。多くの WP と情報のやり取りをする要の WP であるため、MC-WP は CTA デザインスタディの初期から高いアクティビティを示し、これまでに他 WP との合同ミーティングも開催されている。

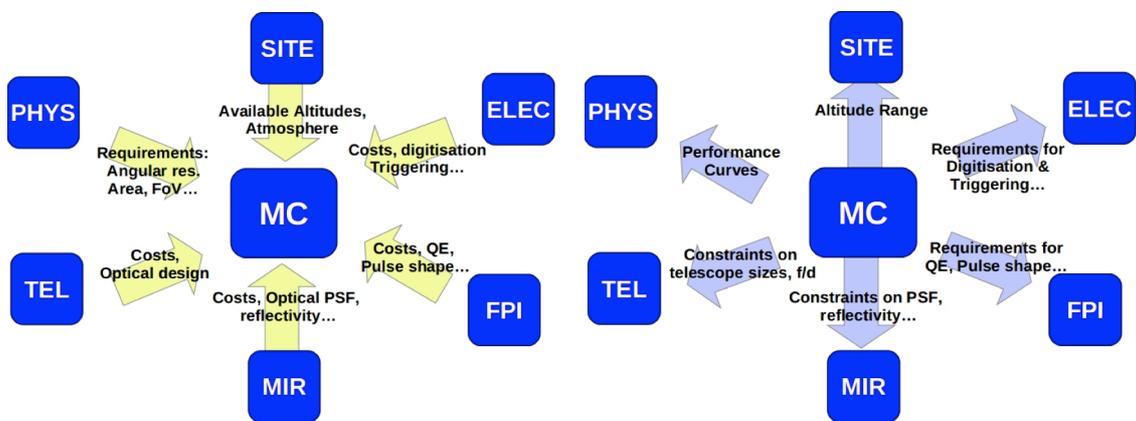


図 3.3.1: MC-WP と他 WP との連携の概念図。

3.3.2. シミュレーションの概要

CTA のモンテカルロシミュレーションは以下の 4 つの要素からなる。

- 一次粒子（ガンマ線、電子、宇宙線核種）による空気シャワーと大気チェレンコフ光の生成
- 大気チェレンコフ光を集光し光検出素子カメラに導くレイトレース
- 光検出素子で電気信号に変換された事象を処理し記録する電子回路の簡易シミュレーション
- ガンマ線事象を抽出し、物理量を評価するデータ解析

空気シャワーおよび大気チェレンコフ光の生成には **CORSIKA** [1]が使われている。これは、地上の宇宙線実験、ガンマ線天文台で広く使用され、よくテストされたソフトウェアである。レイトレース以降の装置シミュレーションは、**HEGRA** 用に開発された **H.E.S.S.**で使用されているものを流用している。その信頼性は、**H.E.S.S.**によって観測された **PKS 2155-304** の巨大フレアのデータ等で立証済みである [2, 3]。

データ解析プログラムは **H.E.S.S.**、**MAGIC**、**VERITAS** で開発された幾つかの独立なコードに基づいている。いずれも標準的な解析方法は、2 レベル **Tail-Cut** によって夜光の揺らぎの中から空気シャワーのチェレンコフ光像を抽出し、**Hillas** パラメーター [4]と呼ばれるチェレンコフ光像の 2 次モーメントを計算して空気シャワー発達の特徴を得る。この 2 次モーメントの違いが一次ガンマ線をバックグラウンド(主として一次陽子等の宇宙線原子核) から弁別する本質的な役割を果たす。**H.E.S.S.**ではステレオ観測により複数の望遠鏡から得られた同一の空気シャワーに対する 2 次モーメントを **Mean Scaled Reduced** パラメーターと呼ばれる規格化された平均値に統合し、ステレオ観測の特徴を生かして SN 比を上げている [5]。**MAGIC**では同一空気シャワーに対するパラメーター群を **Random Forest** [6]と呼ばれる多変量解析にかけ、SN 比を最適化している。また、**H.E.S.S.**のフランスグループは、**3D-model** 解析 [7]と呼ばれる、**Hillas** パラメーターを使わずに空気シャワーの発達を 3 次元再構成する方法を開発している。**MC-WP** では現在のところ、これらを分担して継続的に開発している。

3.3.3. 初期の性能評価

2010年までに Production-1 と呼ばれるシミュレーションデータの大量生産を行い、これに基づく初期段階の性能評価が完了している。本節ではその結果のうち幾つかを示す。

CTA のアレイデザインを最適化するには膨大な計算時間が必要である。計算時間を節約するため、アレイデザインの候補を予め重ね合わせた望遠鏡 275 基の Super-Configuration (図 3.3.2) を用意し、これに対して同時にガンマ線またはバックグラウンド粒子を入射してシミュレーションを行った後、サブアレイを抽出してデータ解析を行う、という方法が採用されている。望遠鏡の口径は 3 種類 (24 m、12 m、7 m) の構成で、反射鏡形状は 24 m 望遠鏡では放物面、他は Davies-Cotton デザイン[8]である。同程度の建設費用 (2005 年時点で 80 M ユーロ) を要する 11 種類の候補アレイが定義され (図 3.3.3 にアレイ B、C、E を例示)、アレイデザイン最適化の第一段階として、それぞれの性能評価を行った。以下に示す結果では、H.E.S.S.スタイルの標準的なデータ解析方法を使用している。

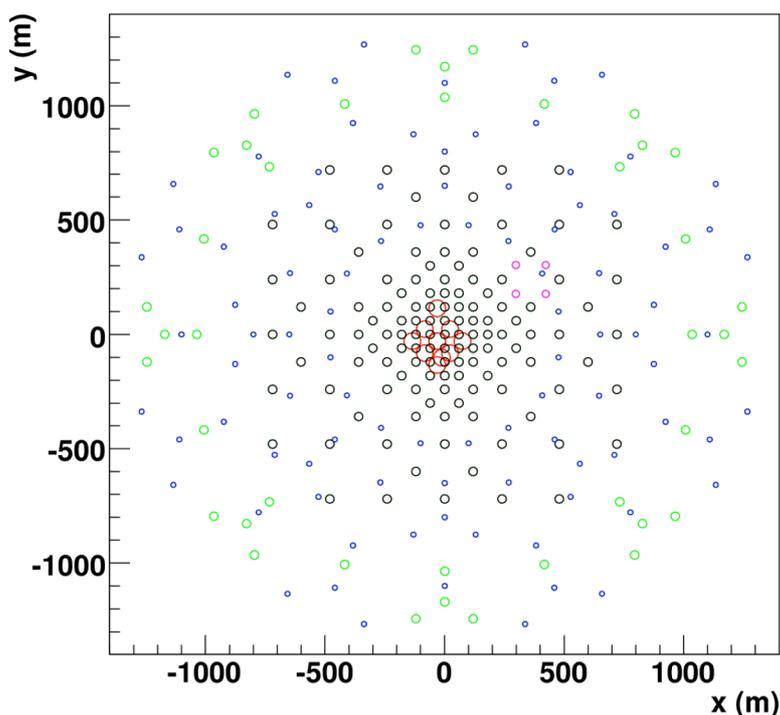


図 3.3.2: Super-Configuration アレイの望遠鏡 275 基の配置図。5 種類の望遠鏡が色分けされて表示されている (赤: 24 m 口径望遠鏡、黒と緑: 12 m、ピンク: 10 m、青: 7 m)。丸の大きさは反射鏡面積に比例する。

ガンマ線観測感度は、異なる装置間で比較するため、業界の標準的な定義（50 時間の観測でガンマ線信号が 5σ 以上、10 事象以上、バックグラウンドレベルの 5%以上の全てを満たすフラックスレベル）を採用して計算した。アレイ B、C、E の積分感度曲線をエネルギーの関数として示したのが図 3.3.4 である。重ね描きされた目標感度と比較すると、従来型の解析方法を用いているにもかかわらず、ほとんどのエネルギー領域において、これらの候補アレイで目標感度に近いレベルを達成できることがわかる。アレイ B、C、E はほぼ等コストであるが、アレイ B が 24 m 望遠鏡アレイの核と高密度 12 m 望遠鏡アレイで低エネルギー領域に特化しているのに対し、アレイ C は 24 m 望遠鏡を持たない代わりに広い面積（約 5 km^2 ）をカバーして高エネルギー側の感度を上げている。両者の中間に位置する妥協案がアレイ E であり、目標感度に最も近い感度

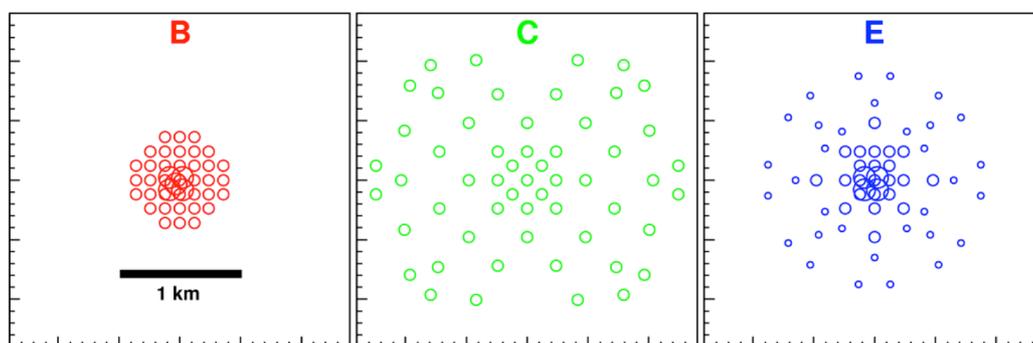


図 3.3.3: CTA 候補アレイの例（左からアレイ B、C、E）。いずれも Super-Configuration のサブセットとなっている。

曲線を与えることから、このアレイ構成を基準として後の調査、議論が進められている。

図 3.3.5 は CTA 候補アレイ（B、C、E）の角分解能の評価結果である。アレイ B と E が 1 TeV で 0.04° から 0.05° の角分解能を達成しているのに対し、アレイ C のそれは特に低エネルギー側で劣る。前段の結果と合わせると、これらは等コストにおいて有効検出面積と空気シャワー検出精度の間にトレードオフがあることを示している。

3.3.4. 観測サイトの評価

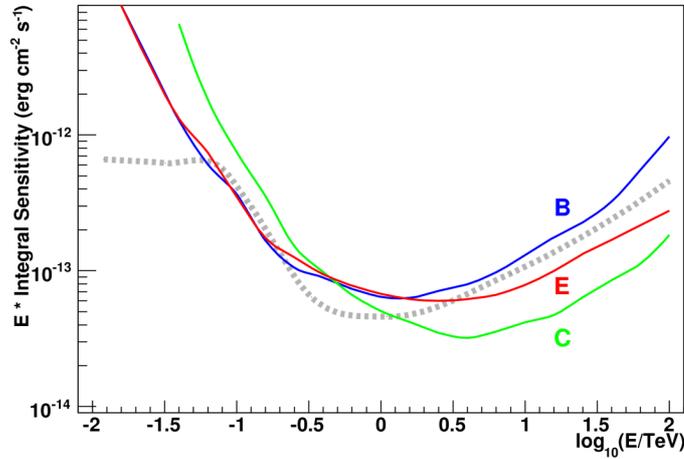


図 3.3.4: CTA 候補アレイ B、C、E の積分観測感度（天頂角 20° に位置する点源を 50 時間観測した場合）。破線は比較のため表示した CTA の目標感度。

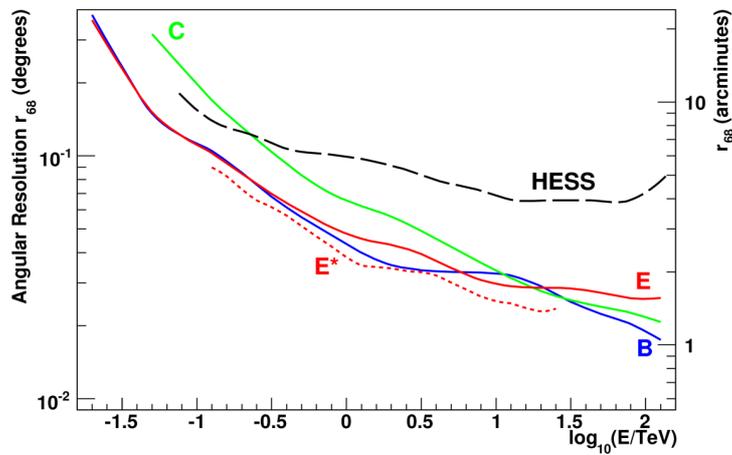


図 3.3.5: CTA 候補アレイ B、C、E の角分解能（68 % 確率円の半径）。アレイ E* の点線は、アレイ E のデータにより洗練されたシャワー軸再構成方法を適用したもの。破線は比較のため表示した H.E.S.S. の角分解能。

Production-1 の経験に基づき、現在のシミュレーションは Production-2 の大量生産に移行している。Production-2 ではアレイ配置の候補を絞りつつ、開発が進んだ各種ハードウェアの現実的なパラメーターを他 WP から受け取り、シミュレーションコードに反映させている。また、米国他のグループの CTA 加入に伴い、副鏡を利用した大気

チェレンコフ望遠鏡としては新しい光学系（Schwarzschild-Couder 光学系[9]）の導入が検討されており、シミュレーションにおける望遠鏡の種類は増加している。多数の望遠鏡による高い自由度を生かし、目標天体やサイエンスに応じた様々な観測モードの検討も進められている。

大気チェレンコフ望遠鏡によるガンマ線観測は大気を検出器の一部として利用するため、観測サイトの高度や地磁気がアレイの性能に影響する。そこで、世界中から選ばれた CTA の観測サイト候補地について CTA の期待される性能を Production-2 の枠組みで調べ、その結果を観測サイト選定のための判断材料とすることになった。一般に、観測サイトの高度が高いほど大気チェレンコフ光を発する空気シャワーまでの距離が近くなるため、地上で観測される光量が大きくなり、特に低エネルギー領域の観測感度が改善すると予想される。逆に高度が低い場合は地上における大気チェレンコフ光分布の広がりが大きくなるため、アレイの有効検出面積を改善する効果がある。シミュレーションの結果はこれらの予想を再確認するものとなったが、観測感度において 3,000 m 級の高地が有利となるのは低エネルギーの狭い領域（20 から 30 GeV）に限られ、その他の大部分のエネルギー領域では比較的低地（1,500 m 程度）のサイトが有利であることがわかった（南半球サイトの場合）。しかし、調査したいずれの観測サイト候補地においてもシミュレーションで得られた観測感度は CTA の目標値に達しており、サイト選定に決定打を与えるほどの大きな違いは見られない。むしろ、この違いに比べて無視できない効果がサイトの地磁気の違いによってもたらされることが判明し、従来に比べ精密観測の領域に踏み込んだことを実感させる結果が得られている。

3.3.4. 今後の活動

Production-2 による観測サイトの評価がほぼ終了し、サイトが決定した後にはアレイ配置の最終案を決定するため Production-3 に移行することを検討している。しかし、ハードウェア構成において、特に最も口径の小さい望遠鏡（SST: Small-Sized Telescope）のデザインに関して不確定要素が多く、Production-2 の枠組みによるシミュレーションで調査すべき課題が残っている。また、DATA-WP（CTA のデータ管理を担当し、関連するサービス、ソフトウェアを提供する WP）において CTA のシミュレーションおよびデータ解析における共通ソフトウェアを取りまとめる動きがあり、彼らと連携してソフトウェア開発を行っていく。

References

- [1] D. Heck et al., CORSIKA: A Monte Carlo Code to Simulate Extensive Air Showers, Forschungszentrum Karlsruhe Report FZKA 6019 (1998)
- [2] M. Actis et al., *Experimental Astronomy*, 32, 3, 193-316 (2011)
- [3] K. Bernlohr et al., *Astropart. Phys.*, 43, 171-188 (2013)
- [4] M. Hillas, *Proceedings of the 19th ICRC (La Jolla)*, (1985)
- [5] F. Aharonian et al., *Astron. Astrophys.*, 457, 899-915 (2006)
- [6] R. K. Bock et al., *Nucl. Instr. Meth. A*, 516, 511-528 (2004)
- [7] M. Lemoine-Goumard et al., *Astropart. Phys.*, 25, 195-211 (2006)
- [8] J. M. Davies & E. S. Cotton, *Solar Energy*, 1, 16-22 (1957)
- [9] V. Vassiliev et al., *Astropart. Phys.*, 28, 10-27 (2007)

3.4. サイト

CTA は、全天を観測するため、北半球、南半球二つのステーションからなる。CTA には、20GeV-100TeV ガンマ線測定に最適な 1000m-3000m の高度で、フラットな 1km² (北)、10km² (南) エリアが必要である。空気が乾燥し、夜間の晴天率が 60-80% と高く、かつ、人口光が夜光に比べ十分に低いことが必要である。また、風速も重要な要素である。例えば、風速 20m/s 以上では、観測、データの質に影響を与え始めるので、その頻度は十分低い必要がある。

地理的条件、気象条件、アクセス、インフラ、政治的安定性等の条件を考え、北半球の候補サイトは、カナリア諸島 (La Palma, Tenerife, 北緯 28 度、高度 2200m)、メキシコ (San Pedro Martir, Baja California, 北緯 31 度、高度 2800m)、アリゾナ (Yavapai, Meteor Crater 北緯 35 度、高度 1200m) でサイト調査が継続中である。南半球の候補サイトは、ナミビア (Aar, 南緯 26 度、高度 1600m)、チリ (Armazones, 南緯 24 度、高度 2400m) が選択され 2014 年 6 月現在、両国と交渉中であり、2014 年末には最終決定がなされる。

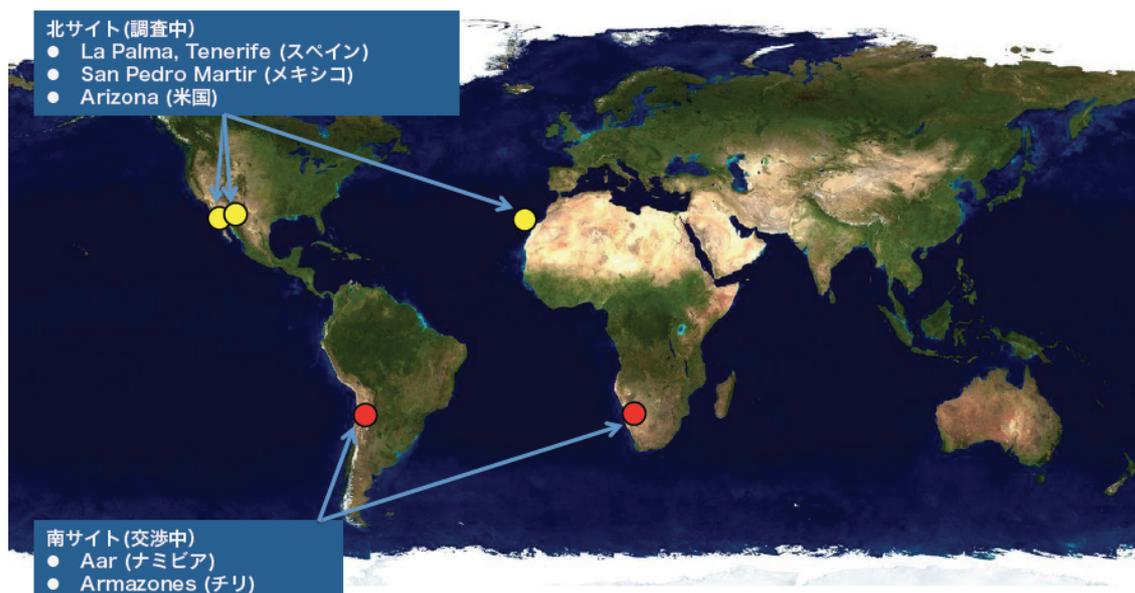


図 3.4.1 CTA は北と南に 2 ステーション設置される。北半球では、カナリア諸島 (La Palma, Tenerife)、メキシコ (San Pedro Martir, Baja California)、アリゾナ (Yavapai, Meteor Crater) が調査中。南半球ではナミビア (Aar)、チリ (Armazones) が選択され、現在両国と交渉中である。2014 年末には最終決定がなされる。

3.5. 光学系システム

3.5.1. 分割鏡

大口径望遠鏡の 23m 口径の主鏡は、辺と辺の長さが 1.51m を持つ六角形の分割鏡で構成され、一台 200 枚の鏡が図 3.5.1 が示すような構造で設置される。中心部は、メインカメラの影になるため除かれるが、ここには望遠鏡の向き較正のための星追尾用の望遠鏡やカメラ較正のためのレーザーボックス等の設置場所として活用される。カメラ本体やカメラの支持構造が作る影も考慮した後の鏡の有効面積は、約 370m^2 になる。

必要とされるセグメント鏡は、その大きさと精度だけでなく、望遠鏡構造へ荷重を考え、軽量であること、また長期間の運転を考え、反射膜の劣化を最小化する必要がある。特に、最終的には大口径望遠鏡 8 台にて 1600 枚もの分割鏡が必要となり、安価に効率的に製造しなければならない。そこで、分割鏡の作成方法は「cold slump 技術」を採用した。この方法は、イタリアの INAF (Istituto Nazionale di AstroFisica) グループが、MAGIC 望遠鏡用の鏡を 100 枚以上作った実績のある方式である。大口径望遠鏡には、日本の「三光精衡所」が、この cold slump 法によって製造する分割鏡が採用される。アルミハニカムをガラスシートで挟んだサンドイッチ構造であり、一枚約 47kg におさえられている。また、反射膜は、 $\text{Cr+Al+SiO}_2+\text{HfO}_2+\text{SiO}_2$ の 5 層の薄膜がスパッタリングによって生成される。この反射膜は「三光精衡所」が導入した直径 2.8m、長さ 9m の真空チェンバーを用いて作成され、その膜の厚さを最適化することで、地表でチェレンコフ光子が一番多く存在する 300nm 台の UV 帯域にて 90%以上の反射率を実現している。また、CTA 内の他のグループが製造した鏡は全てが蒸着膜を採用しているが、スパッタリングによる 5 層コーティングの耐候性は、蒸着膜と比べて優れていることも示されている。

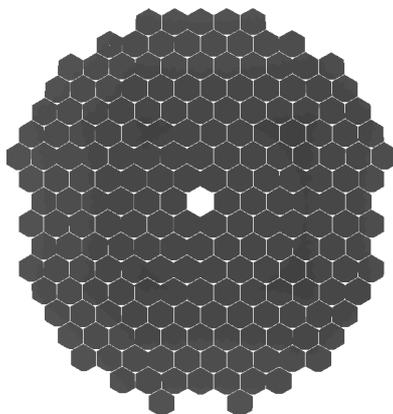


図 3.5.1 大口径望遠鏡の分割鏡の配置図。

3.5.2. 能動的ミラー制御システム (Active Mirror Control)

大口径望遠鏡では、望遠鏡構造 (ミラー支持構造、Dish) のたわみが機械的に生ずる。このたわみは、望遠鏡の仰角依存性を持ち、鏡の向きを時々刻々とオンラインで補正する必要がある。これは Active Mirror Control と呼ばれるシステムで、MAGIC 望遠鏡にて既に実用化されている。

具体的には、ミラー支持構造 (Dish) とミラーの間に高精度のアクチュエーターをいれ、ミラーの方向をオンラインで制御する。アクチュエーターは、ワイアレス通信 (IEEE 802.15.4 protocol)にて制御される。鏡の向きの基準となる光軸は望遠鏡の Dish 中央に設置されたレーザーにより定義され、そのレーザー光はメインカメラ横のスクリーンに照射される。各ミラーの方向は、それぞれのミラーに取り付けられた CMOS カメラによりそのレーザースポット位置を読み取りフィードバックをかける。レーザーのポインティング位置と鏡の方向の関係は事前に 1 等星以上の明るい星をカメラ中央に入れ、その時の CMOS カメラ像に映るレーザーのポインティング位置を事前に較正がなされている。

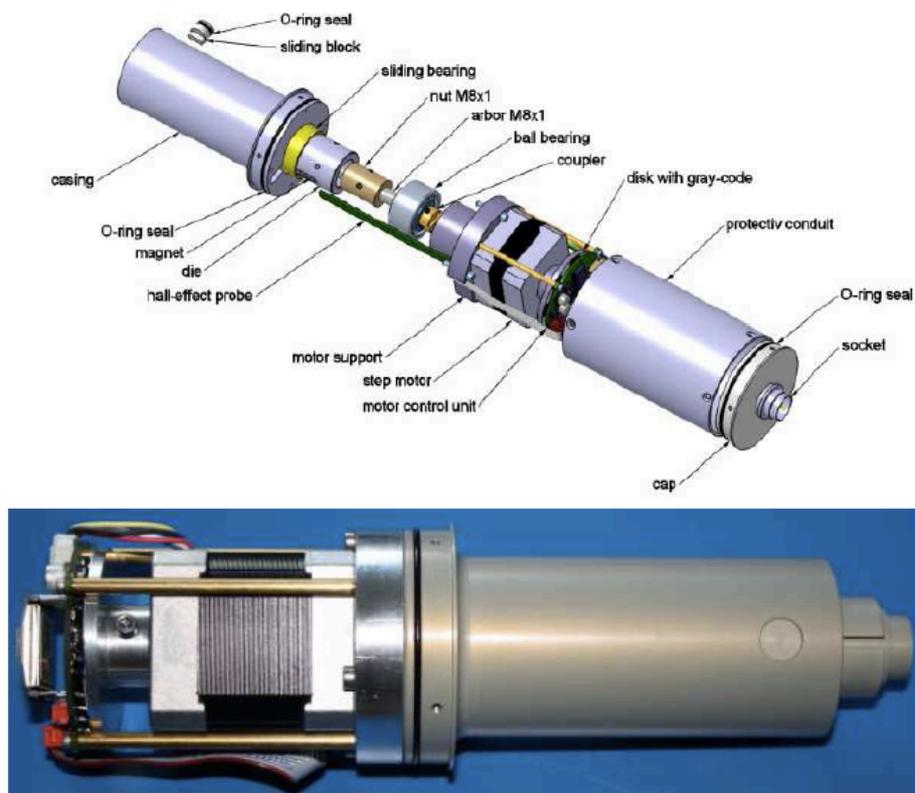


図 3.5.2 Univ. Zurich と共同で開発した CTA Active Mirror Control 用アクチュエーター。

3.6. 光検出器

反射鏡によって集光されたチェレンコフ光のイメージは、望遠鏡焦点面に搭載された高性能光検出器から構成されるカメラにより撮像される。CTA 大口径望遠鏡の焦点面カメラは光検出器として光電子増倍管(PMT)を採用している。使用される光電子増倍管の総数は1台あたり1855本で、8台のLSTで約1.5万本になる。この光電子増倍管として、R11920-100-20を浜松ホトニクス社と協同で開発し、すでに1台目の生産を完了している。



図 3.6.1 浜松ホトニクス社と共同開発した光電子増倍管 R11920-100-20. 高電圧回路と前置増幅回路が取り付けられている。ガンマ線観測用に最適化され、紫外線に対する量子効率が高い。

- カメラピクセルサイズ： 0.1 度, 50mm
- 光電面直径： 1.5 インチ(40mm)
- 光電面形状: hemispherical
- 有感波長領域： 300-650nm
- 感度： ピーク量子効率平均 41%
- ダイナミックレンジ: 1 光子～5000 p.e.以上
- アフターパルス： 2×10^{-4} 以下
- 時間分解能： 1.3ns 以下(TTS, 1p.e.)
- パルス幅： 2.5～3ns(FWHM)
- 寿命： 10 年間でゲイン低下 20%以下
- 標準動作ゲイン： $\sim 4 \times 10^4$

図 3.6.1 に光電子増倍管 R11920-100-20 の写真を示す。光検出効率をあげるため光電面にスーパーバイアルカリを採用している。さらに光電面を球形ですりガラス状にしてい

る。これにより、光電面に当たった光が散乱され、もう一度光電面に当たる確率が増える。この効果により量子効率が数%上昇することが確認されている。波長 400nm の光に対する量子効率は平均で 41%になり、海拔 2km でのガンマ線シャワーからのチェレンコフ光に対する量子効率は 30%である。図 3.6.2 と図 3.6.3 に 1 台目大口径望遠鏡用に生産された光電子増倍管の量子効率を示す。

もう一つ重要なパラメータにアフターパルスがある。アフターパルスは主に、光電子増倍管内で発生した電子が管内に浮遊する気体分子をイオン化し、そのイオンが電場により陰極に引き寄せられて発生する疑似信号である。数光電子からなる信号を発生させることがあり、頻度が高いとデータ収集に影響する。信号 1 光電子あたり 4 光電子以上の大きさのアフターパルスの頻度が 0.02%以下であることが要求されている。開発した光電子増倍管では製造時に管内の不純物を取り除くことによりアフターパルスの発生頻度を 0.004%以下にしている。

大口径望遠鏡には 1855 個の光電子増倍管を取り付けて口径 2.3m のカメラにしている。また大口径望遠鏡は 20GeV のガンマ線が観測できるように低エネルギーに感度を合わせているため、高速でデータ処理ができる回路を搭載している。これに対し中口径望遠鏡は、観測エネルギー領域が高エネルギー側にシフトしているため広視野になるように設計されている。このため鏡の口径は小さいがカメラは大型望遠鏡とほぼ同じ光学系になっている。中口径望遠鏡カメラはフランスとスペインのグループを中心に開発が進んでいるが、光電子増倍管を含めて構造と部品の共通化を進めている。

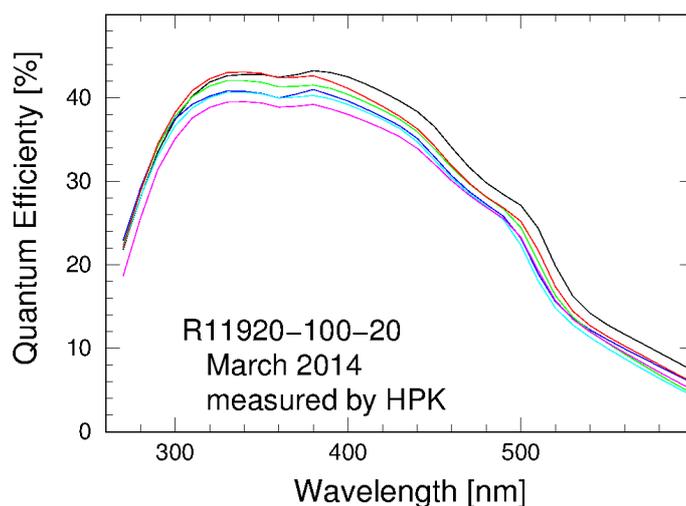


図 3.6.2 R11920-100 の量子効率の波長依存性。例として 6 本の量子効率を示している。
紫外線光に感度がある。

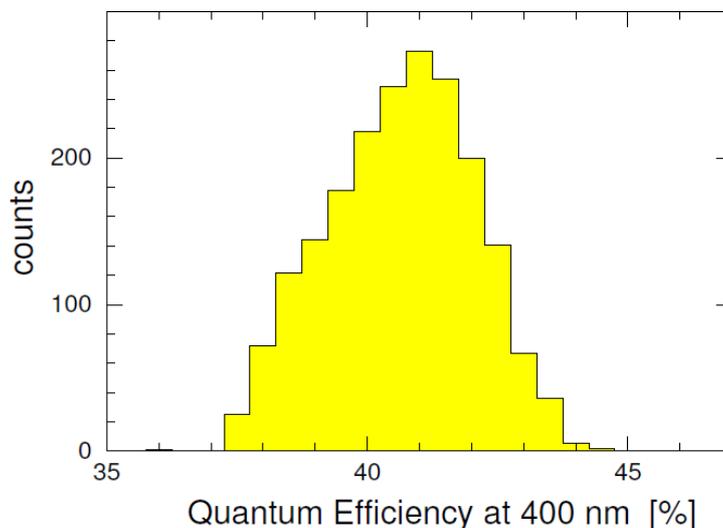


図 3.6.3 1 台目の LST に搭載する R11920-100 の 400nm での量子効率。平均 41%を達成している。

1.5 インチ光電子増倍管による焦点面カメラでは、短波長領域まで集光可能な高反射率のフィルムによるライトガイドを入射側に搭載し、不感領域を減らすことにより最大限にチェレンコフ光を集光する。CTA では、インストールとメンテナンスを容易にするため、光電子増倍管 7 本を束にして、高圧・ブリーダー、高速プリアンプ、読み出しおよび制御・モニターエレクトロニクスと合わせて、ひとつの光検出器モジュールとして開発する。光検出器モジュールは環境による劣化を避け、かつ一定の環境で動作させるため、高透過率の素材を入射窓に使用して密閉されたカメラ本体内にインストールされ、適切な温度コントロール下で動作される。光検出器モジュールは光検出器部分が着脱可能な構造を予定しており、さらなる高量子効率を持つ光電子増倍管や、ガイガーモードで動作する APD ピクセルからなる Si Photomultiplier など、将来的な光検出器のアップグレードにも対応可能なように設計されている。

3.7. エレクトロニクス

大気チェレンコフ望遠鏡が空気シャワーを捉えた際に、光センサーから出力される信号の幅は、短くて数ナノ秒であるため、高速の読み出しエレクトロニクスが必要となる。空気シャワーを再構成するためには、光センサーの電荷量が必要であるが、数百 MHz でランダムに発生する夜光バックグラウンドを効果的に除去するためには、固定の時間幅で積分した電荷量のみでの測定では不十分であり、数百 MHz - 数 GHz で高速にサンプリングした波形をそのまま記録するシステムが必要とされる。この波形情報を読み出すにはトリガーが必要であり、生成にかかる時間は一つの望遠鏡内で 0.1 - 数マイクロ秒であるが、その後に、望遠鏡アレイ間のトリガーを合わせるために、長距離間で 10 マイクロ秒程度必要となり、その間、波形情報を保持できなければならない。さらに、CTA では、一光電子から数千光電子までの広い入力ダイナミックレンジを持つ回路が要求される。以上の要求仕様に対して、CTA 用読み出し回路は、現行の HESS・MAGIC・VERITAS で使用実績がある、flash ADC 方式およびアナログメモリサンプリング方式の二つの波形サンプリング方式をベースに開発が進んでいる。

3.7.1 Flash ADC 方式

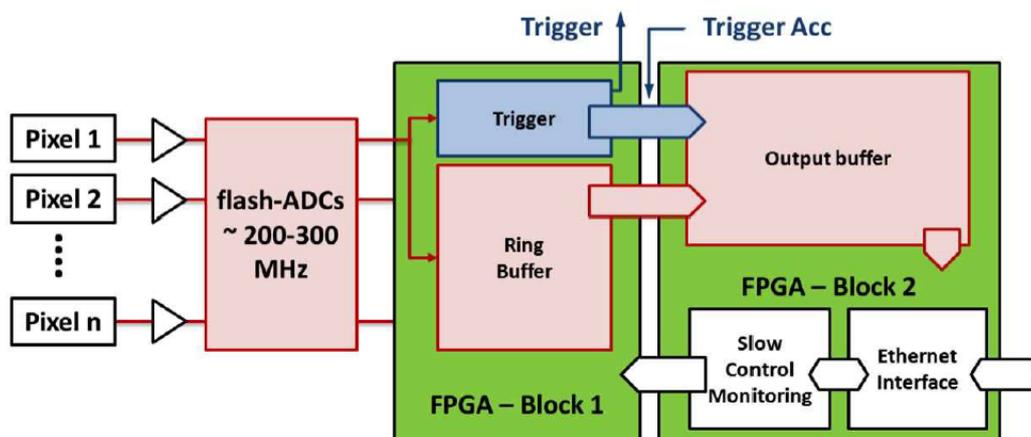


図 3.7.1 flash ADC を用いた波形記録方式 [1]。

光センサーからの波形を数百 MHz から数 GHz のサンプリング速度で、flash ADC を用いて A/D 変換し、数十マイクロ秒長のリングバッファメモリに記録する方式であり、長距離の望遠鏡アレイ間のトリガー遅れに対応できる利点がある。図 3.7.1 に flash ADC 方式のブロック図を示す。リングバッファに記録された ADC 情報から、空気シャワー

事象を選別し、トリガーを生成することが可能である。flash ADC を高速化するほど、コストのみならず電力が増え、カメラ容器内の発熱が問題になるため、望遠鏡の口径などを考慮して、サンプリング速度を決定する必要がある。モンテカルロシミュレーションによれば、MST および SST では、250 MHz 以上のサンプリングが必要であるとの結果が出ており、そのプロトタイプが製作中である。

3.7.2. アナログメモリサンプリング方式

波形を記録するキャパシターを数百 MHz - 数 GHz の速度でスイッチ切替える方式であり、専用 ASIC が用いられる。図 3.7.2 にアナログメモリ方式のブロック図を示す。記録できる時間の長さは、典型的には百から数千というキャパシター数と、サンプリング時間の積で決まり、数マイクロ秒のトリガー遅れに対応できる。アナログメモリ外部のアナログ回路を使って、ピクセル毎のトリガーが生成されると、キャパシターへの波形記録をストップし、選択した時間範囲のキャパシターに蓄積された電荷を A/D 変換し、FPGA 内の FIFO に保存する。この方式で用いられる ADC は、flash ADC 波形記録方式で使用されているものより一桁遅いものを使用できる利点がある。アナログメモリサンプリング方式を用いると、GHz 高速サンプリングが低コスト・低消費電力で実現でき、GHz のサンプリングが要求される LST では有力候補となる。

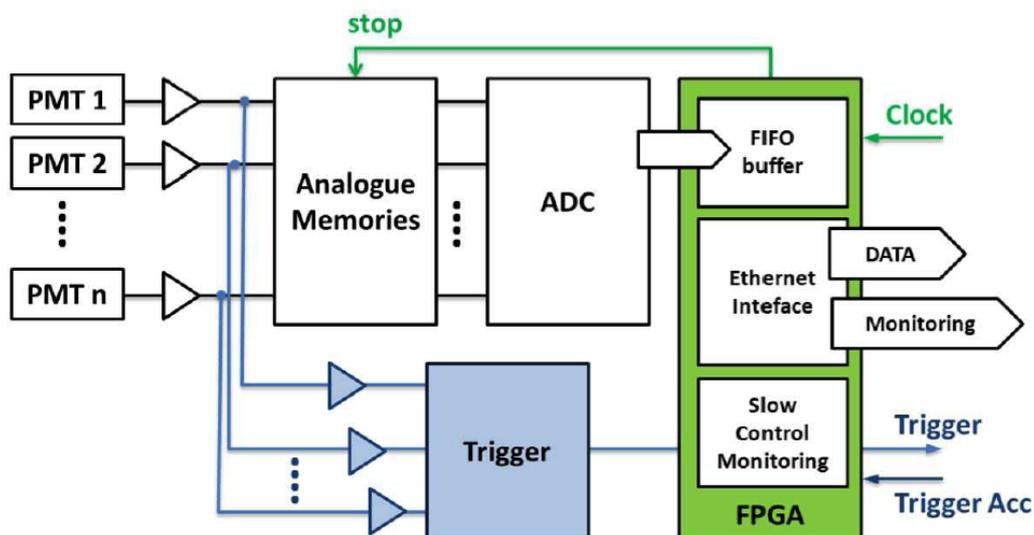


図 3.7.2 アナログメモリ集積回路を用いた波形記録方式 [1]。

3.7.3. 各望遠鏡カメラのエレクトロニクス

エレクトロニクスの開発は LST、MST、SST および SCT の望遠鏡ごとに進められている。それぞれの望遠鏡の設計、検出するガンマ線のエネルギーに対応したエレクトロニクスの仕様が決められ、flash ADC 方式あるいはアナログメモリサンプリング方式に基づいたカメラが開発されている。

LST では 20 GeV という低エネルギー閾値の達成を目標として図 3.7.3 に示す「DragonCam」が開発されている。低エネルギーのガンマ線イベントにおいては到来するチェレンコフ光子の数が少ないため、夜光バックグラウンドにチェレンコフ光の小さな信号が埋もれてしまわないよう、夜光による信号を効果的に分別する必要がある。したがって GHz の高速サンプリングが必要となり、高速のエレクトロニクスによる大きな消費電力を抑えるためにアナログメモリ方式が採用されている。MST ではアナログメモリ方式による 1 GHz サンプリングを採用する図 3.7.3 に示した「NectarCam」と、flash ADC 方式による 250MHz サンプリングを採用する図 3.7.4 に示した「FlashCam」の 2 つのプロジェクトが進められている。FlashCam はトリガーの生成も flash ADC により A/D 変換したデータから行う全デジタル方式のカメラとなっている。シングルミラー SST も同様に flash ADC による 250MHz サンプリングを行うデジタル方式のカメラを採用している。SCT ではデュアルミラーの焦点面に光検出器として MAPMT もしくは SiPM を使用するため、大きなチャンネル密度に対応する必要がある。エレクトロニクスにアナログメモリ方式の集積回路を用いたコンパクトなカメラである CHEC (Compact High Energy Camera) の開発が進められている。図 3.7.5 にその読み出しエレクトロニクスを示す。

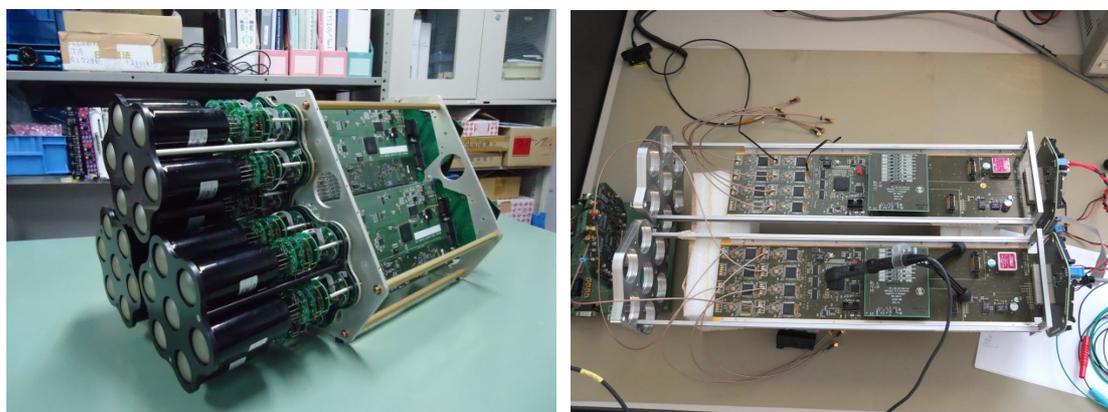


図 3.7.3 アナログメモリ方式を採用する LST 用 DragonCam のプロトタイプ (左) と MST 用 NectarCam 読み出しエレクトロニクスのプロトタイプ (右) [2]。

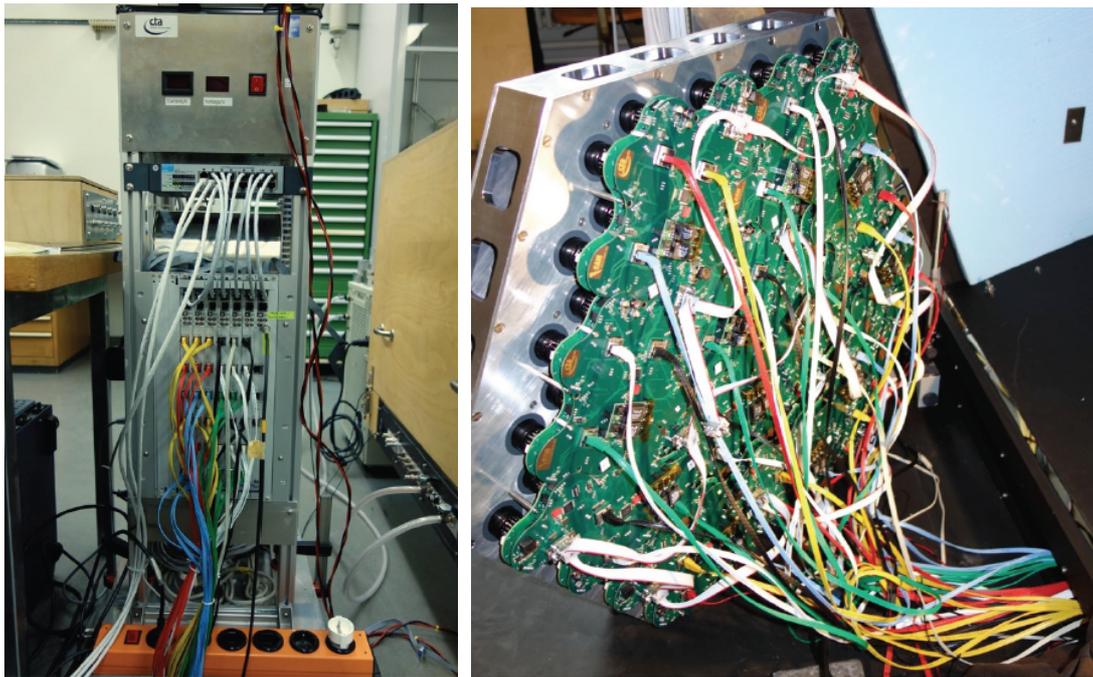


図 3.7.4 Flash ADC 方式を採用する FlashCam プロトタイプ。ラックに収められたクレート型の読み出しエレクトロニクス（左）と光センサーに接続されたプリアンプ、スローコントロールを含むエレクトロニクス（右） [3]。

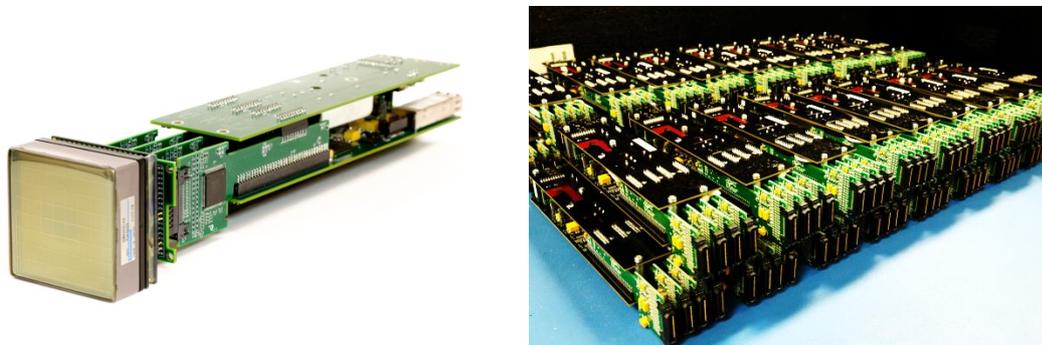


図 3.7.5 SCT 用読み出しエレクトロニクス。MAPMT または SiPM に接続されたモジュール（左）が多数用いられる（右） [4]。

3.7.4. トリガー生成及びデータ転送

個々の望遠鏡のローカルトリガーは、最初に、ピクセルごとの閾値判定により 1 次トリガーが生成され、1 次トリガーのピクセル位置分布などによって 2 次トリガーとして生成されるのが基本的な方式である。各望遠鏡の 2 次トリガーは望遠鏡アレイ全体、あるいは望遠鏡タイプごとのトリガーを司るコンピューターに送られ、チェレンコフ光が

個々の望遠鏡に到達する時間差を考慮し、望遠鏡アレイ間のコインシデンスの有無により、3次トリガーが生成され、最終的にそれぞれの望遠鏡にデータ転送・破棄の指示が送られる。flash ADC 方式およびアナログメモリ方式ともに、読み出し回路のデータは、FPGA によるイーサネットインターフェースを介して非同期で転送され、フロントエンド回路内でタグされたイベント番号と時刻を用いて、イベントの同期化が行われる。

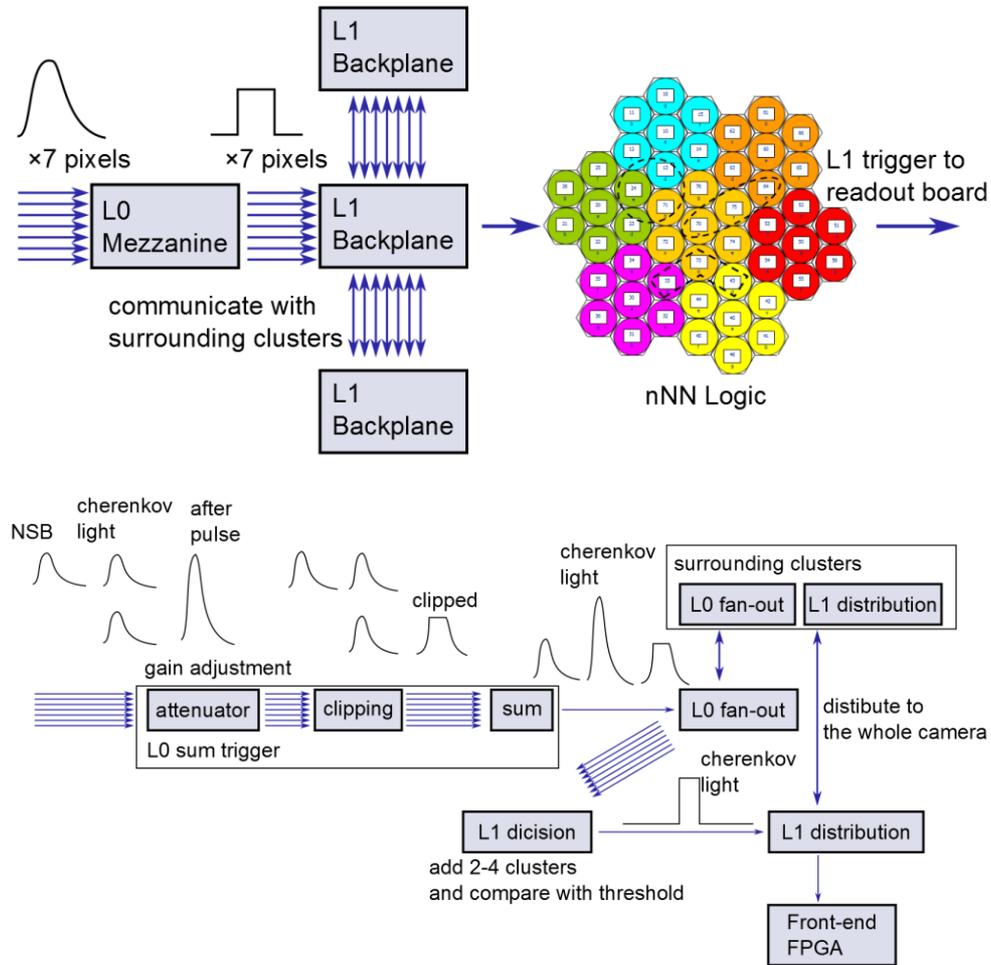


図 3.7.6 デジタルトリガー方式（上）とアナログトリガー方式（下）のブロック図。

各望遠鏡でのローカルトリガーは望遠鏡タイプごとにその判定方式が異なる。LST と MST では互いのカメラに共通で使用できるトリガーエレクトロニクスが開発されている。その方式は、チェレンコフ望遠鏡において標準的な隣接ピクセルの1次トリガーのコインシデンスをとるデジタルトリガー方式と、MAGIC で低エネルギー閾値を達成するために特別に開発されたトリガーと同様の方式を採用したアナログトリガー方式の二つが並行して開発されている。アナログトリガー方式では光センサーからのアナログ

信号を複数ピクセル間で足し合わせた後、閾値にかけてトリガー信号を生成する。チェレンコフ光による信号はピクセル間で短い時間に集中するため、信号を足し合わせることでピクセルごとに閾値を設けるよりもエネルギーの低いガンマ線イベントに対して大きな信号を得ることができ、閾値を下げることができる。したがって、LST で有力なトリガー方式と言える。図 3.7.6 に両トリガー方式のブロック図を示す。どちらの方式も図 3.7.7 に示すように、読み出し回路上に接続されて低次のトリガー信号を生成する子基板と、読み出し回路からみてカメラ背面側に接続され、PMT クラスタ間で信号を交換し、高次のトリガーを生成するバックプレーンと呼ばれる基板として実装される。一方、FlashCam のような flash ADC 方式のエレクトロニクスでは前述のように A/D 変換された波形データから、FPGA がプログラムされたロジックに従いトリガーを生成する。どの方式も、近接するピクセルでのコインシデンスをとることが基本である。



図 3.7.7 デジタルトリガー方式の 1 次トリガー生成用子基板(左)、バックプレーン(中)とアナログトリガー方式[5]の複数クラスターで接続されたバックプレーン (右)。

3.7.5. 望遠鏡間の時刻配信

複数のチェレンコフ望遠鏡で取得したシャワー事象を合成するためには、望遠鏡間の時刻が、 ~ 10 ns の精度で揃っている必要がある。イーサネットを利用した計算機ネットワークに用いられる Network Time Protocol (NTP) の精度では不十分であるため、CTA では、専用のハードウェアを用いた、望遠鏡間の時刻配信およびイベント時刻付けのためのシステムが開発中であり、MUTIN (Multi-Usage Telescope Interface) [6] と White-Rabbit [7] の 2 方式が候補である。現在、試作システムで、MUTIN で 0.3 ns、White-Rabbit で 0.2 ns の精度が得られている。

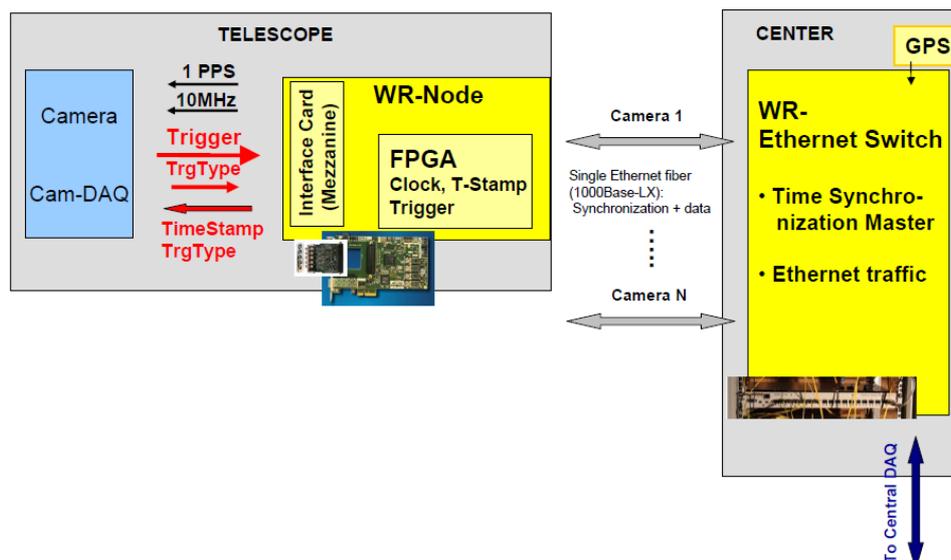


図 3.7.8 White-Rabbit システムによる望遠鏡間の時刻配信およびイベント時刻付け。

Reference

- [1] M. Actis, et al., 2011, *Experimental Astronomy*, 32, 193
- [2] J-F. Glicenstein, et al., in proceedings of ICRC2013; arXiv:1307.4545
- [3] G. Pühlhofer, et al., in proceedings of ICRC2013; arXiv:1307.3677
- [4] J. Vandenbroucke, et al., in proceedings of ICRC2011; arXiv:1110.4692
- [5] M. Barcelo, et al., in proceedings of ICRC2013; arXiv:1307.3169
- [6] <https://indico.in2p3.fr/getFile.py/access?contribId=4&resId=0&materialId=slides&confId=6947>
- [7] <http://www.ohwr.org/projects/white-rabbit/>

3.8. CTA オペレーション・データセンター

CTA は、コミュニティに開かれた天文台として運営される。オブザーバーからのプロポーザルがサイエンスオペレーションセンターに提出され、評価、審査、採択が行われる。アレイオペレーションセンターは、採択されたプロポーザルのリストに従い、観測スケジュールをたて、CTA による観測を行う。サイエンスオペレーションセンター、アレイオペレーションセンターは EU の中心的な機関に設置される可能性が高い。取得されたデータは、サイエンスデータセンターに送られ、校正、データクォリティーの確認が行われた後、オブザーバー（観測提案者）に送られるとともに、ある時期を経てアーカイブされコミュニティに公開される。

日本からもこの CTA オペレーションセンター、データセンターに人員を送り込む必要がある。

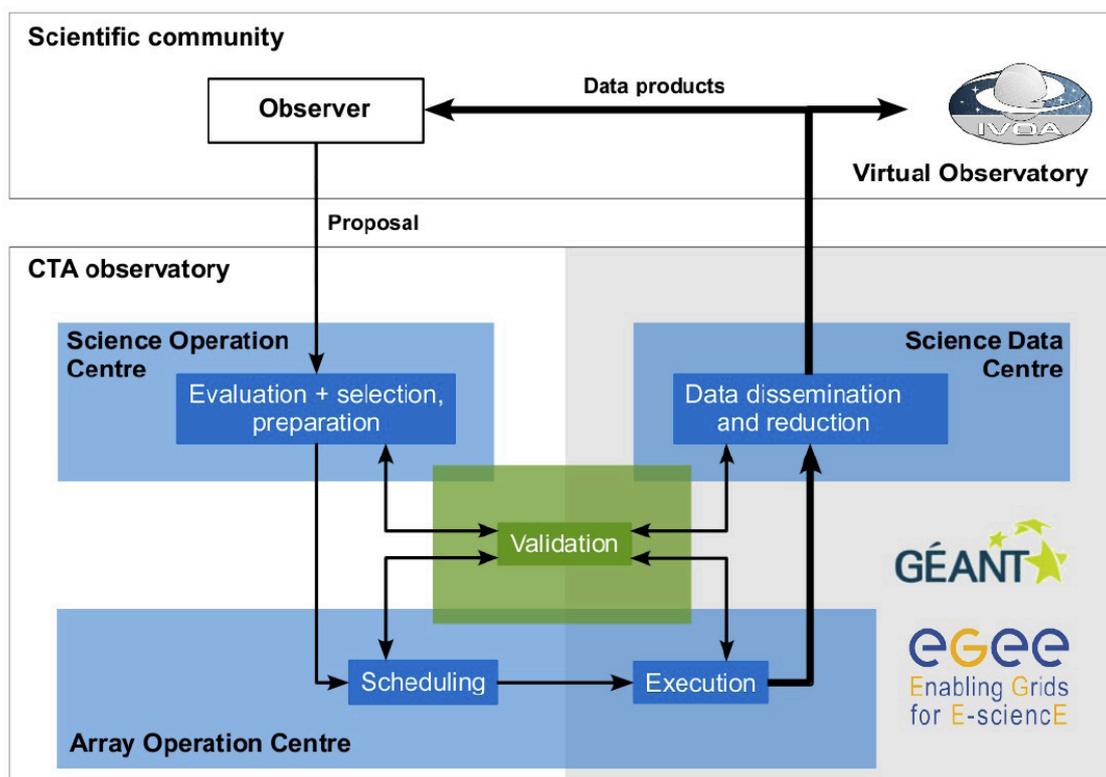


図 3.8.1 CTA は天文台として運営される。Science Operation Center, Array Operation Center, Data Center の三つのセンター、また high level データが archive される Virtual Observatory が考えられている。CTA の観測は、Observer がプロポーザルを書き、Science Operation Center での評価、採択のもと観測が行われる。すべての、データは Observer に即座に提供され、ある時期を経て Virtual Observatory に archive され公開される。

CTA では、Science Operation Center、Array Operation Center の管理のもと、観測がスケジュールされ、望遠鏡が運転され、データが流れる。データは Warehouse に L0 データ (Raw data) が保存されると同時に、High level L2 データが生成され (Calibration, Hillas パラメーター決定後のデータ) が、サイエンスデータセンターに送られる。観測者は、サイエンスデータセンターにアクセスし、最終結果を得る。

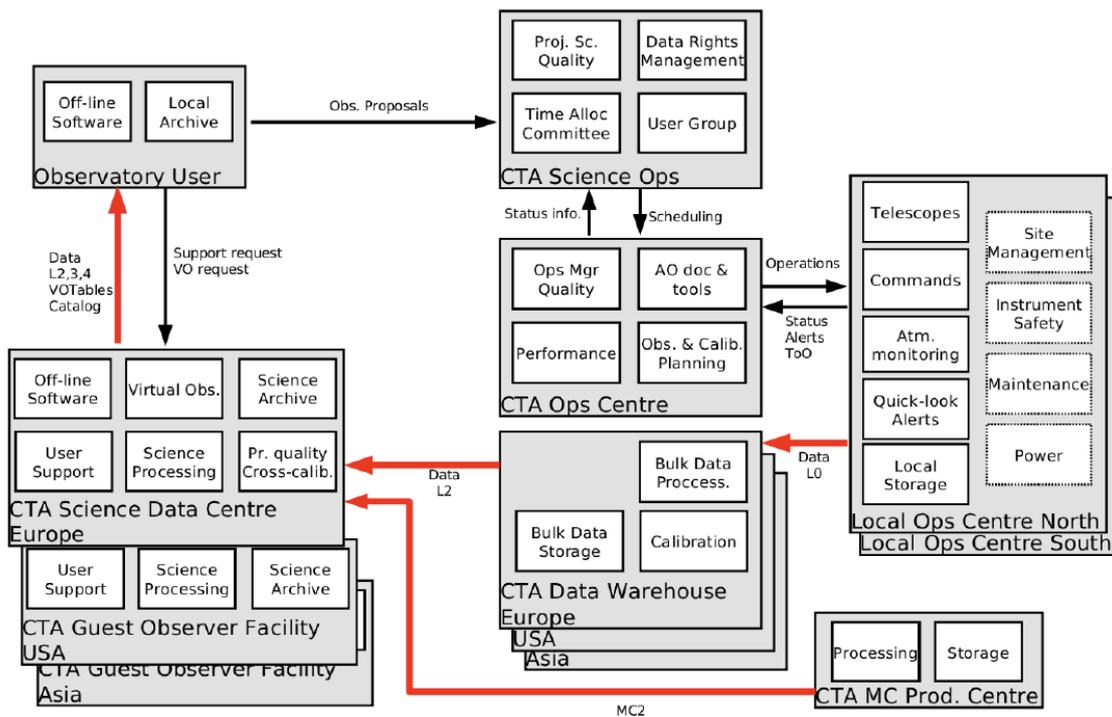


図 3.8.2 プロポーザル、スケジューリング、観測、そして観測データ、High Level data の流れ。



図 3.8.3 European Space Operations Center in Darmstadt. CTA オペレーション・データセンターは EU の中心的機関に設置される (イメージ)。

3.9. CTA タイムラインと合意形成の過程

CTA の議論は 2005 年の ESFRI(European Science Forum for Research Infrastructure、EU の大型研究施設を検討する Committee) へ、H.E.S.S., MAGIC collaboration から、次世代チェレンコフ望遠鏡施設の Proposal を提出したことから始まる。2006 年には H.E.S.S., MAGIC による合同ベルリン会議で、共同で将来計画 CTA をすすめることが合意された。2006 年の ESFRI 報告書では CTA は Emerging Project と認定され、2008, 2010 年の報告書改訂版では、物理、工学の分野で選定された 5 つの重要大型プロジェクトの一つとして認められた[1,2,3]。

CTA Consortium では、2007 年より、各ワーキングパッケージを定め、デザイン・スタディーを開始した。この時期、H.E.S.S., MAGIC の枠組みを超えて、EU の宇宙物理、物理関係者の参加を得て、およそ 400 名程度の組織となる。2010 年には各望遠鏡のプロトタイプ、建設への準備へ向けての CTA-PP (Preparatory Phase) プロポーザルが EU に提出され、5.2MEuro の予算が承認された。2010 年 9 月に Design Study を成功裏に終了し CTA-PP に移行した、この時期メンバー数は 1000 名を超える。2014 年には ESFRI から 2020 年を目指し早急に実現すべき EU の 9 つの主要計画の一つとして推薦された[4]。

CTA Japan コンソーシアム (日本グループ) は 2008 年に結成され、MoU on CTA Design Study に正式に調印し、CTA メンバーとしての活動を開始する。宇宙線研究コミュニティーの母体である CRC により日本の宇宙線研究の将来計画として 2010 年頃より議論がはじまる。2012 年には宇宙線研究コミュニティーCRC から[5]、2013 年には、東京大学宇宙線研究所の諮問会議将来計画検討委員会からも最優先で進める計画として強く推薦された[6]。CTA は日本学術会議の「学術の大型研究計画に関するマスタープラン (マスタープラン 2014)」の策定の中で高い評価で大型計画として採択された[7]。また、日本学術会議物理学委員会天文学・宇宙物理学分科会の「天文学・宇宙物理学中規模計画の展望」でも高い評価を受け将来計画として強く推薦されるにいたった[8]。

2012 年度より科学研究費補助金特別推進研究「高エネルギーガンマ線による極限宇宙の研究」代表者：手嶋政廣を獲得し大口径望遠鏡建設へむけて研究をすすめている。

2016 年に CTA の本格的建設が開始され、5 年間の建設期間後 2020 年より本格稼働を予定している。2018 年には最初に設置された望遠鏡群から科学的データが出始める。

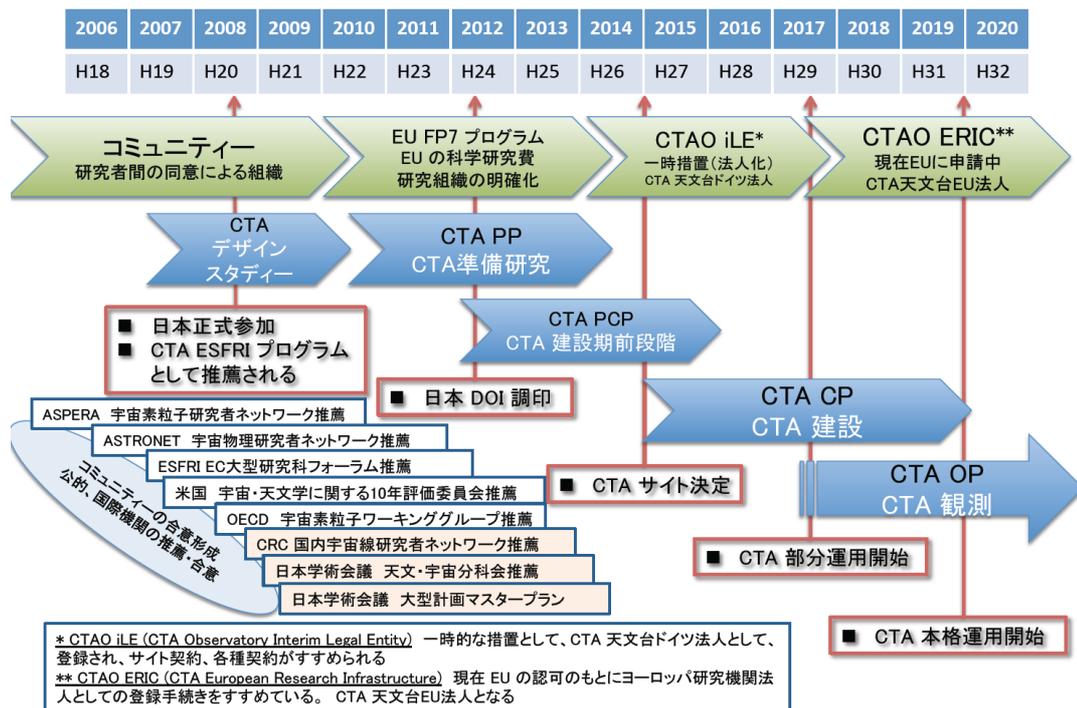


図 3.9.1 タイムライン。CTA Design Study (デザイン・スタディー) は 2010 年に終了し、2014 年 6 月現在、CTA Preparatory Phase (CTA 準備研究) の最終年である。CTA PCP (CTA 建設期前段階) にはいり、プロトタイプへと進み 2016 年より本格的建設を開始する予定である。

[1] ESFRI Strategy Report and Roadmap update 2010
http://ec.europa.eu/research/infrastructures/pdf/esfri-strategy_report_and_roadmap.pdf#view=fit&pagemode=None

[2] ESFRI Roadmap for Research Infrastructure update 2008
http://ec.europa.eu/research/infrastructures/pdf/esfri/esfri_roadmap/roadmap_2008/esfri_roadmap_update_2008.pdf#view=fit&pagemode=None

[3] ESFRI Roadmap for Research Infrastructure 2006
http://ec.europa.eu/research/infrastructures/pdf/esfri/esfri_roadmap/roadmap_2006/esfri_roadmap_2006_en.pdf#view=fit&pagemode=None

[4] Prioritisation of Support to ESFRI Project for Implementation, ESFRI Report, 7 April 2014
http://ec.europa.eu/research/infrastructures/pdf/ESFRI_projects_for_impl_7_april_2014.pdf#view=fit&pagemode=None

[5] CRC 将来計画検討小委員会報告
http://www.icrr.u-tokyo.ac.jp/CRC/townmeeting/doc/CRCsubcom_2011-12summary_report_20130909b.pdf

[6] 東京大学宇宙線研究所将来計画検討委員会報告 2013 年 9 月 16 日
<http://www.icrr.u-tokyo.ac.jp/report/futureplan/futureplan2013.pdf>

[7] 日本学術会議マスタープラン 2014
<http://www.scj.go.jp/ja/info/kohyo/pdf/kohyo-22-t188-1.pdf>
<http://www.scj.go.jp/ja/info/kohyo/pdf/kohyo-22-t188-1-1-2.pdf>

3.10. EU・米国でのコミュニティー、政府機関からの推薦

前節で述べたように、CTA は、2010 年に 3 年間のデザインスタディーを終了し、2014 年現在 Preparatory Phase（準備段階）の最終段階である。現在 30 カ国から、1200 名以上の研究者が参加し、Astroparticle Physics の分野で、世界最大規模の実験計画となっている。また、2009 年からの日本グループの正式参加、2010 年 5 月からの米国グループの正式参加をうけて、EU の研究計画から、国際共同研究へとおおきく変貌してきた。CTA は EU 各国の Funding Agency 代表者からなる Astroparticle Physics ネットワーク ASPERA から非常に高い Priority で推薦をうけている[1][2]。また、同様の Astrophysics ネットワーク ASTRONET からも、重要な 5 つの地上大型プロジェクトの一つとして、高い Priority で推薦されている[3][4]。

前節にも述べたが、European Commission の中で大型プロジェクト、インフラストラクチャーを検討する ESFRI (European Strategy Forum for Research Infrastructure) においても、前節で述べたように、2020 年までに実現すべき重要大型プロジェクトの一つとして推薦されている(前節[1][2][3])。

このように CTA は、Astroparticle Physics, Astrophysics 等のコミュニティーから強いサポートを受けており、また European Commission から次世代の重要大型プロジェクトとして認められている。

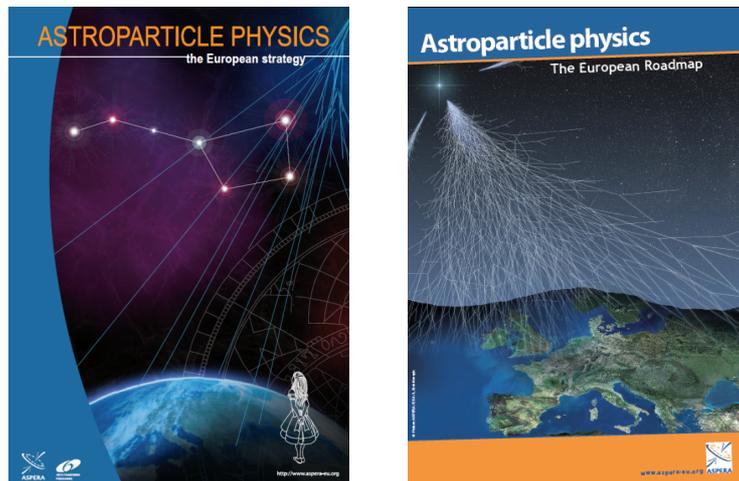


図 3.10.1 ASPERA（EU 宇宙素粒子研究ネットワーク）から出された宇宙素粒子ロードマップ、ロードマップアップデートの表紙。 ASPERA は EU の宇宙素粒子研究ネットワーク。この報告の中で、7 つの将来計画または研究分野が推薦されているが、CTA はこの中で最高のプライオリティーで推薦されている[1][2]。



図 3.10.2 ASTRONET(EU Astrophysics ネットワーク) Roadmap の表紙。この報告の中で5つの重要な地上研究施設の一つとして CTA は推薦されている[3]。右は Roadmap アップデート[4]



図 3.10.3 ESFRI ロードマップ 2006, 2008, 2010。CTA 計画は、ロードマップ 2006 にて Emerging Project とされ、ロードマップ 2008 にて主要計画となり、2010 においては 2020 年からの運転を目指すべき最優先研究のひとつとなる(前節[1][2][3])。

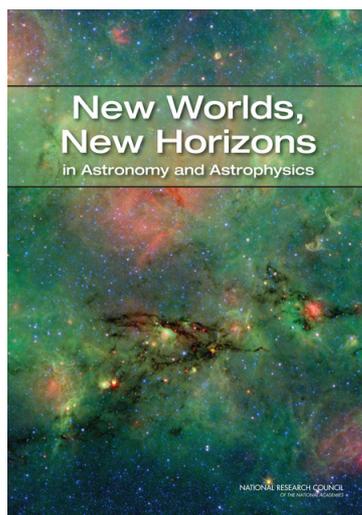


図 3.10.4 天文学・宇宙物理学ディケイダル・サーベイにて CTA は地上大型計画の一つとして推薦を受ける[5]。

また、米国では天文学・宇宙物理の10年の計の策定ともいえる、天文学・宇宙物理のディケイダル・サーベイにおいて、CTA は主要な大型地上計画の4つうちの一つとして推薦された。

ドイツでは、既に連邦政府(BMBF)、マックスプランク物理学研究所、マックスプランク核物理研究所、DESY との間で、建設予算、ドイツの分担についての議論が行なわれ、2014年よりマックスプランク協会、DESY は予算化をすすめ、2015年より連邦政府による予算化が進むことが決定している。ドイツのからの貢献は、総額 51MEuro の予定である。

Reference

- [1] ASPERA Roadmap: http://www.aspera-eu.org/images/stories/roadmap/aspera_roadmap.pdf
- [2] ASPERA Roadmap update:
- [3] ASTRONET Roadmap: <http://www.astronet-eu.org/IMG/pdf/Astronet-Book.pdf>
- [4] ASTRONET Roadmap update: http://www.astronet-eu.org/IMG/pdf/ASTRONET_IR_v0_5.pdf
- [5] Decadal Survey on Astronomy and Astrophysics: http://www.nap.edu/catalog.php?record_id=12951

4. 日本の貢献

4.1. CTA-Japan の戦略

CTA-Japan は 2008 年より組織化が進み、2009 年のスイス ETH での CTA 会議にて、正式参加表明が行われ、参加が承認された。現在、CTA-Japan はおよそ 100 名のメンバーからなり、CTA の中では 10%をしめるかなり大きな Partner (研究グループ)となりつつある。CTA-Japan は効率的な運営、活動をはかり、CTA という大きな国際共同実験の中で、大口径望遠鏡の研究開発においてリーダーシップをとり、ビジビリティーをあげてきたと言える。

CTA-Japan では、Design Study で定義されたワーキングパッケージから、PHYS (物理)、MC (モンテカルロ)、FPI (Focal Plane Instrument/カメラ)、ELEC (エレクトロニクス)、MIR (鏡ミラー) を CTA-Japan が貢献すべき重要ワーキングパッケージと同定し、また、新たな CAL (キャリブレーション) というワーキングパッケージを加え、非常に早いスピードで研究開発を展開している。

PHYS, MC

日本には、多くの世界的レベルの高エネルギー宇宙物理理論/実験研究者がおり、PHYS においては、すでに AGN, GRB 等の物理において重要な貢献がなされ、また、PHYS の下の GRB sub-WP のコーディネーターを勤めるなど、日本のビジビリティーを確実にあげてきた。また、将来的に CTA-Japan の数名のメンバーは X 線衛星 SUZAKU, Astro-H, ガンマ線衛星 Fermi の主要メンバーでもあり、CTA-Japan を中心として多波長キャンペーンを積極的に展開していくことができる、非常に大きな利点が日本にはある。

PHYS の Preparatory Phase (PP) での重要な役割は、目標とする物理を確実に達成するために、CTA に必要とされる要求仕様、性能 (ガンマ線有効検出面積、エネルギー、角度分解能、時間分解能、エネルギー閾値等)を明確にしてきた。最近では、CTA の建設段階、初期段階において観測対象、観測モードを明確にするために、Key Science Program 策定の議論がはじまっているが、日本グループはこの議論に積極的に参加しており、装置の建設・稼働開始にむけて準備をすすめている。

MC は、物理(PHYS) からの要求仕様、装置性能を CTA で達成するために、それぞれの大口徑、中口径、小口径望遠鏡の各種パラメータ、台数、配置 (すなわち CTA の詳細

デザイン、詳細パラメータ)を、最終段階の最適化の作業をすすめている。装置パラメータを最終的に決定すべき、非常に重要な役割を担うワーキングパッケージである。

FPI

CTA では、光検出器として、およそ 10 万本の光電子増倍管が使用される。また、要求される性能（量子効率、アフターパルス、電荷分解能、時間分解能）は非常に高いものである。これだけの高性能光電子増倍管を量産できる企業は、世界的に、浜松ホトニクス、Electron Tube の二社のみである。とりわけ、浜松ホトニクスは、これらの光電子増倍管を供給できる最も有力な企業であり、CTA-Japan は、現在、CTA に使用する光電子増倍管の共同開発を浜松ホトニクスと進めている。ほぼ仕様を満たす光電子増倍管の生産が可能となり、現在、省電力 CW-HV と超高速プリアンプを実装したモジュール、これらのモジュールを 7ch 束にした、PMT クラスターのデザイン・開発を CTA-Japan、浜松ホトニクスの共同開発として進めている。1号機のカメラ製作にあたり、2000本の光電子増倍管を製作したが、平均量子効率 41%、アフターパルスの頻度が 0.02% 以下、パルス幅 3nsec を達成する素晴らしい 1.5 インチ光電子増倍管を製作することができた。

ELEC

ELEC は、光電子増倍管からの電気信号を読み出すのに必要な回路であり、読み出し回路、トリガー、スローコントロールを含む。読み出し回路にも非常に高い仕様（サンプリングレート、アナログバンド幅、ダイナミックレンジ）が要求されている。CTA-Japan では PSI で開発された DRS-4 をベースとした超高速(2GHz S/s)読み出し回路の開発を進めている。一枚のボードに 7ch PMT クラスターからの信号読み出し回路を実装する。現在、一号機に実装する ver.4 のデザイン・製作が進んでおり、2014、2015 年に、2000ch の PMT クラスターと DRS-4 Proto Ver4 が組み合わさる。CTA-Japan は、8 台の大口径望遠鏡に設置するカメラ 8 台を製作する。

CAL

CAL は、これら日本で生産された FPI+ELEC クラスターモジュールを、総合試験、詳細較正を行う CAL システムを開発する。試験、較正の終わったモジュールは CTA 建設サイトに SHIPPING され、現地に設置された同様の CAL システムで、再び、受け取り後の較正を行う。試験項目としては、機械、光学、電氣的テストを全て行う必要がある。また、較正データは、構成要素である PMT、DRS-4 board、クラスターモジュールなど

のシリアルナンバーと共にデータベース化される。これらのデータベースは、CTA-Web サイトにて恒久的に管理され、常に参照可能にする。輸送中でのパラメータ変化、使用中の劣化による変化などを時間的に追えるようにする。

CTA-Japan としては、FPI+ELEC+CAL を総動員して、主要な量のクラスターモジュールを製造、総合試験、詳細較正を行い、現地にデリバリーし、主要なハードウェア貢献とする。

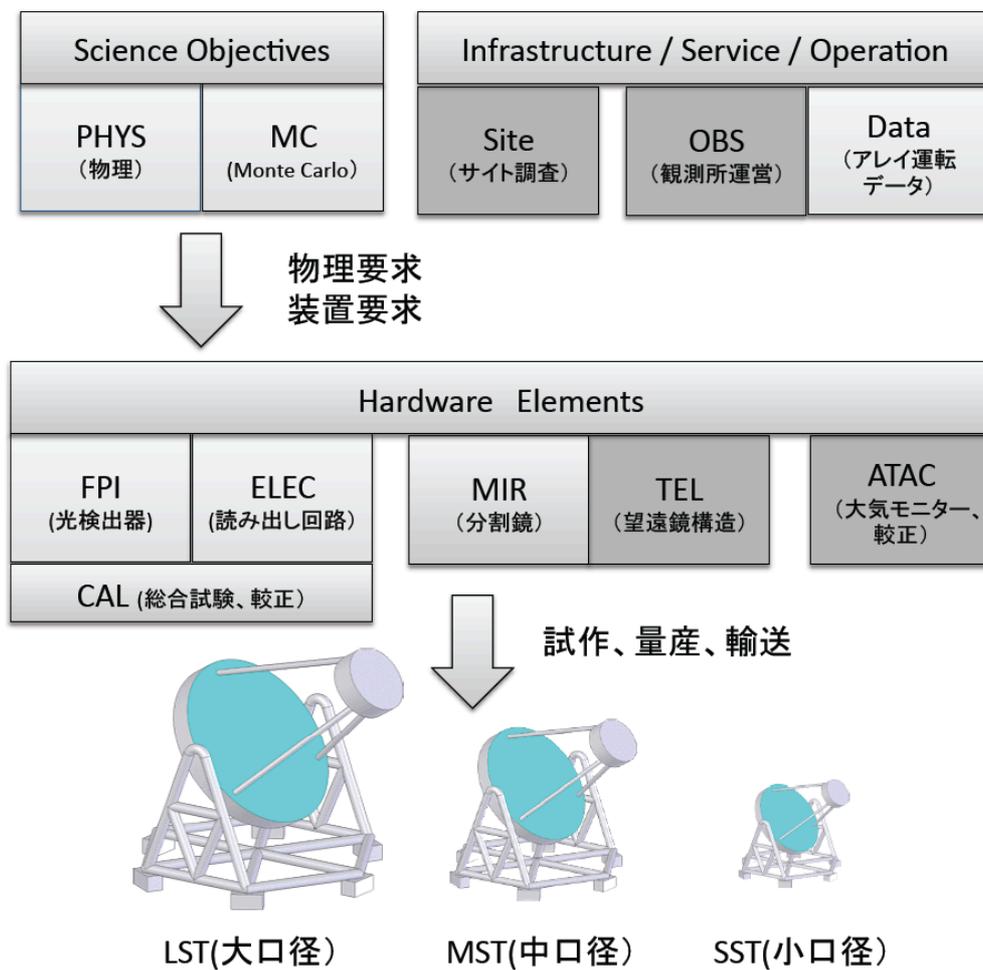


図 4.1.1 各ワーキングパッケージと CTA-Japan の貢献。明るいボックスが日本の貢献に対応する。日本は PHYS, MC, FPI, ELEC, MIR に積極的に貢献しており、FPI, ELEC に高い付加価値を与えるため日本独自の CAL (総合試験、較正) を加えている。

MIR

日本ではテレスコープアレイでの鏡製作の経験、実績があり、大型鏡製作を行なっている三光精衡所との共同開発により、コールドスランプ法により、もっとも精度が要求され、技術的に困難と思える大口径望遠鏡の分割鏡（面積 2m^2 、六角形 1510mm 対辺サイズ、曲率半径 56m ）の製作・開発を進めている。構造は、 3mm ガラスシート+アルミハニカム+ 3mm ガラスシートのサンドイッチ構造である。2012, 2013 年には 40 枚の試作鏡を製作し、その性能評価をおこない、必要な光学性能を満たすものを安定に製作する事が可能となった。大口径望遠鏡用 1510mm サイズの鏡の開発は、CTA コンソーシアムの中で、唯一日本でのみ製作可能であり、他の追随を許しておらず、日本からの非常にユニークな貢献となっている。現在、AGC が生産を開始した厚さ 0.7mm の特殊化学強化ガラスシート(Dragontrail X)を使い、 25kg 以下へのさらなる軽量化へ向けて研究開発をすすめている。

望遠鏡主鏡はおよそ 200 枚の分割鏡からなり、総面積がおよそ 400m^2 となるが、これらの分割鏡を揃えて大きな一枚の放物面鏡を作る。この放物面鏡を支える構造は、自重による撓みによりわずかな変形をおこす。これらの撓みをモニターするためのシステムとして、CTA-Japan で開発した IP68 仕様の CMOS カメラを各分割鏡に設置して、常時それぞれの分割鏡が正しい方向を向いているか確認を行ない、分割鏡の方向がずれた場合には分割鏡後部に取付けられたアクチュエーターにより鏡の向きを補正する能動的システムを開発している。これによりおよそ 10 秒角以下の精度で全ての分割鏡の方向をモニターし、制御することが可能になる。

CTA-Japan が現在開発している FPI, ELEC, MIR の各構成要素は、高い仕様が要求される。CTA 建設段階では、これら日本で開発された望遠鏡構成要素、クラスターモジュール、鏡等を日本で生産し、総合試験、較正をおこない、CTA サイトに直接デリバリーし、日本のハードウェア貢献とする。

DATA

CTA Sub Data Center を国内に設置することは、日本発のサイエンスを生み出して行く上で必要不可欠である。CTA からの生データ(L0 data ~100PBytes/yr)は途方も無く大きく、日本/EU に全て network で転送することは、現在の技術では不可能である。L0 data は、CTA サイトで信号抽出、較正され Calibrated data (L1 data ~5PBytes/yr)へ、さらに Hillas Parameterization が行われ High Level data (L2 data ~0.5PBytes/yr) へと圧縮される。1/1000 程度にサンプリングされた L0 data, 圧縮された L1, L2 data を日本の CTA Sub

Data Center までダウンロード、蓄積し、研究者の自由なアクセスを可能にする。サンプリングされた L0 data は装置 (FPI, ELEC)のメンテナンスに、また L1 data はより高度な解析、より感度の高い解析を行うのに必要不可欠である。多くの研究者はもっともコンパクトに圧縮された L2 データを解析に利用する。CTA の運用期間 10 年間のすべての L2 データおよび 3 年間の L1 data を国内に保管するには、およそ 10PBytes 程度の Storage 容量が必要になる。また、モンテカルロデータを、生データ以上に生成し、データ解析時にガンマ線をより効率良くかつ精度良く抽出することができる。宇宙線研究所の計算機システムに、10-20PByte のデータサーバーを拡張することにより可能となる。この Sub Data Center では、データを管理、ユーザーに提供するだけでなく、データ解析ツール、モンテカルロツールなどのソフトウェアを整備し、またユーザーへの定期的な教育活動を行える 2-3 名の専属の運転人員が必要である。

4.2. 理論

PHYS (理論)の最終的な役割は、CTA の観測結果を理論的に解釈し宇宙の謎を明らかにすることである。具体的には観測結果を MC (モンテカルロ)から提供される解析ツールを用いてデータ化し、理論モデルを構築する。解析ツールは ROOT で書かれており、CTA の wiki ページに置かれる [1,2]。解析ツールは CTA 内部に限定されており、それを用いた結果は SAPO (speakers and publications office)の審査を通す必要がある。2014 年の Key Science Project 策定の機会に、PHYS の組織は、それまでの物理ターゲットごとの work package に細分された形から、3つの大きなグループ (銀河系内天体、銀河系外天体、基礎物理) に大別される形になった。

CTA-Japan PHYS としては、全体の**約 20%以上の貢献**を目指し、2-3 の主要テーマで CTA Japan のメンバーが主導権を取ることを目標にする。現在 CTA-Japan PHYS は 57 名で、関係する主なテーマは ① 活動銀河核、宇宙背景光と宇宙論 ② 宇宙線と超新星残骸 ③ ガンマ線バーストと突発天体である (表参照)。これらのテーマをリードした上で、他のテーマに対しても貢献していく。2014 年の改組ではメンバーが銀河系外天体グループのコーディネーターを勤めることになるなど、CTA Japan の活躍は十分に際だっていると言える。CTA Japan の主なマイルストーンは以下である：

2010 年：望遠鏡の配置を定量的に評価する Task B から、CTA Japan が参加を開始

2010 年～：半年に一度の CTA consortium meeting に参加、発表

2013 年 3 月：Astroparticle Physics Special Issue “Seeing the High-Energy Universe with the Cherenkov Telescope Array - The Science Explored with the CTA” の執筆

2013 年 11 月：国際会議 “66th Fujihara Seminar: X-raying the Gamma-ray Universe – CTA-X-ray LINK Meeting –” を日本で開催

2014 年：Key Science Project の策定

CTA Japan PHYS の今後の戦略と注意点を以下に挙げる：

1. 世界に先駆けて成果を出すには、理論と解析のタグが必要不可欠である。理論の専門家と解析ツールの専門家は通常異なるので、お互いを補い合って論文につなげることが必須なのである。CTA Japan には理論の専門家が豊富で強みの一つとなっている。最近、解析の専門家も成長著しく、強力なタグが形成されつつある。
2. ただし、CTA Japan という組織として活動するのではなく、世界の中で貢献していくことが重要である。歴史的に H.E.S.S.、MAGIC が合流して CTA のコアグループ

ができたため、組織対組織という構図がかつて発生したこともあり、過去の反省から CTA 内で組織を表立って活動することは現在の CTA になじまない。

3. Telecon に参加し、議論、情報収集をする。これは定期的に SeeVogh を使って行われる。PHYS 全体とテーマごとの 3 グループのメーリングリストが存在し、これらを通じて周知される。PHYS のコーディネーターは現在 Diego F. Torres である。
4. 最終的には、観測結果が出始めたときに、強い発言権を持てることが重要である。例えば、結果を解釈するために必要な理論、コードを事前に用意する、イントロで必ず引かれるような代表的な理論モデルを提唱しておく、CTA によって初めて行われる新しい議論の軸やソースの予言、などを準備しておくことが必須である。

PHYS (理論)	計 57 人 (2014.6.22 現在)
Dark Matter / Fund. Physics	9
EBL / Cosmology	10
AGNs	13
CR / Clusters / Starbursts	11
MQ / Binaries	6
CR / SNRs / Mol. Clouds	31
PWNe	9
Pulsars / Glob. Clusters	8
GRBs / MW / Transients	16
Surveys / Sub-arrays	5
Extended / Diffuse Srcs.	9
Intensity Interferometry	0
DC Light / CR composition	1

図 4.2.1 PHYS (理論)のテーマ分布。1 人につき最大 3 分野まで関係する。この表から分かるように、CTA Japan の得意分野は ① AGNs / EBL / Cosmology ② CR / SNRs / Mol. Clouds ③ GRBs / MW / Transients である。略語は以下。EBL (Extragalactic Background Light), AGN (Active Galactic Nuclei), CR (Cosmic Ray), MQ (Microquasar), SNR (Supernova Remnant), Mol. (Molecular), PWN (Pulsar Wind Nebula), Glob. (Globular), MW (Multi-Wavelength), GRB (Gamma-Ray Burst), Srcs. (Sources), DC (Direct Cerenkov)

Reference

- [1] CTA homepage, <http://www.cta-observatory.org/>
 [2] CTA Japan homepage, <http://cta.scphys.kyoto-u.ac.jp/>

4.3. モンテカルロシミュレーション

4.3.1. CTA-Japan MC チーム

CTA-Japan MC チームは 2009 年 12 月に発足し、先行していたヨーロッパの MC-WP の研究活動に加わった。我々はまず H.E.S.S.スタイルのシミュレーションおよび解析コードの使用法を習得し、Production-1 (3.3 章参照) のサマリーデータを用いて CTA の予想感度曲線等を自身で導き、既存の結果とのクロスチェックを行った。さらに、複雑なシミュレーションコードの詳細について理解を深め、コードを改変して様々な調査を行える状態まで技能を高めてきた。これらの進歩は、月 2 回程度開かれるインターネットミーティングでの検討、議論に基づいている。CTA-Japan MC チームの実働メンバーは 2014 年時点で 10 名程度とまだ小規模であり、活動規模を拡大していくことが今後の課題である。各種シミュレーションおよびその解析は、東京大学宇宙線研究所の共同利用計算機クラスターシステムを利用して行われている。

4.3.2. CTA-Japan MC チームの貢献

4.3.2.1. GRB 観測モード

ガンマ線バースト (GRB) は宇宙で最も激しい爆発現象であるが、その正体、ガンマ線放射メカニズムには不明な点が多く、CTA の主要な研究対象の一つである。CTA を構成する解像型大気チェレンコフ望遠鏡 (IACT: Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope) は人工衛星搭載のガンマ線望遠鏡に比べて視野が狭いため、方向が未知の突発的現象を自身で検出する確率は低い。従って、CTA における GRB ハンティングの主要な戦略は follow-up 観測¹ということになる。幾つかの理由から、CTA の GRB 観測において最も重要な望遠鏡は LST (Large-Sized Telescope) であるが、その予定視野 (直径約 4.5°) は Fermi ガンマ線衛星の GBM 検出器からのアラート時の方向誤差より数倍小さく、follow-up 観測を瞬時に行ったとしても信号を検出し損ねる可能性がある。

CTA-Japan MC チームは PHYS-WP からの上記の指摘に基づき、GRB 検出のための

¹ 人工衛星ガンマ線望遠鏡から GRB 検出のアラートを受け取り、その方向へ IACT を直ちに向けて観測する。この目的のため、LST はあらゆる方向に最長 20 秒で向けられるよう設計されている。

最適な観測方法の検討を行っている。LST アレイはサイト当り望遠鏡 4 基程度の規模になる予定であり、これらを利用して望遠鏡 1 基分の視野よりアレイ全体の実効的な視野を拡大することが課題である。考えられる戦略は以下の 2 つである。

- 望遠鏡 4 基の光軸方向を相互にずらし、アレイ全体の実効的視野を広げる (divergent pointing モード)。
- 望遠鏡 4 基の光軸方向は共通とするが、GRB アラートの方向の周囲で動かして走査し、時間平均した視野を広げる (scanning モード)。

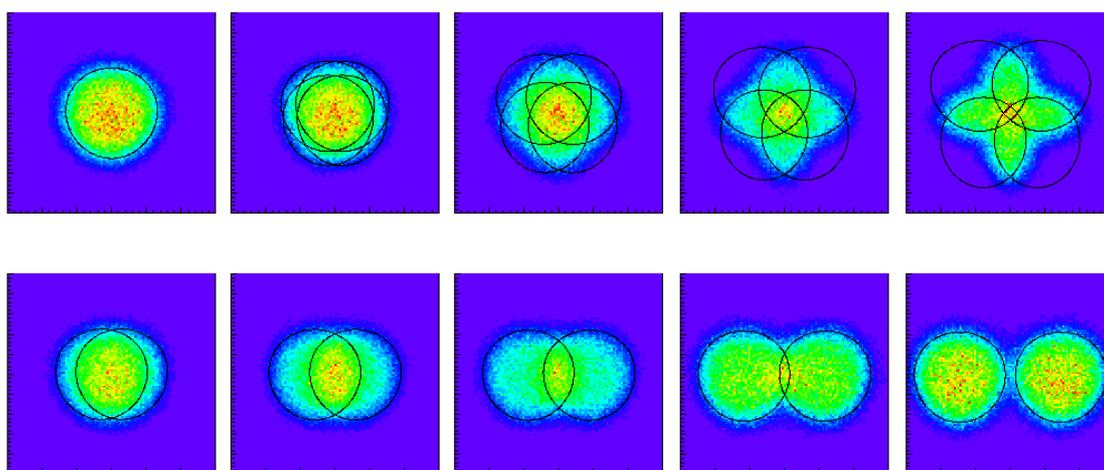


図 4.3.1: LST 4 基による GRB 観測用 divergent pointing モードでガンマ線事象のシミュレーションを行い、トリガーを生成した事象の方向を図示したもの。上段は左から対称的な開き角 0° (通常の観測)、 0.5° 、 1.0° 、 1.5° 、 2.0° の場合、下段は左から 2 ペアの開き角 0.5° 、 1.0° 、 1.5° 、 2.0° 、 2.5° の場合。黒丸は各 LST の視野を表す。

我々は Production-2 の LST 構成を用いて、望遠鏡の相互開き角を変えながら divergent pointing モードのシミュレーションを行った (図 4.3.1)。Divergent pointing の方法は、(1) 4 基全ての望遠鏡を同じ角度ずつ対称的に広げるものと (2) 2 基のペアの間の角度を広げるものの 2 通りが考えられ、両者のシミュレーションを行って結果を比較する。Fermi の LAT 検出器で観測された GRB のカタログ[1]から特に明るい GRB を選び、そのアラート時の位置誤差を用いて divergent pointing モードによる GRB 検出確率を計算したものを図 4.3.2 に示す。この結果から、LST が感度を持つガンマ線エネルギー領域での GRB の fluence²が十分に高い場合、上記 (1) の divergent pointing で検出

² フラックス (単位時間、単位面積当りのガンマ線流量) を GRB の継続時間で積分したもの。

確率が 20%程度改善される場合があることがわかる。上記 (2) の 2 ペア **divergent pointing** では検出確率はさらに改善し、通常観測より最大で 50%程度の利得を期待できる。しかし、GRB の継続時間、アラート時位置誤差には個性があり、CTA がカバーするエネルギー領域で期待される fluence 等には大きな不定性があるため、最良の開き角を導くことは単純でなく、今後の課題である。

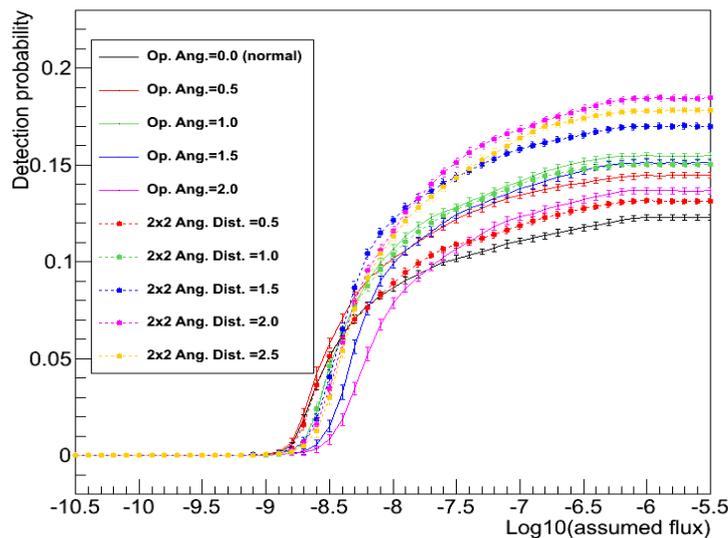


図 4.3.2: LST の **divergent pointing** モードで明るい GRB (080916C) を観測した場合の期待される検出確率。実線は 4 基全ての LST を対称的に広げた場合、破線は 2 ペアの場合。

上記の結果と比較するため、もう一方の戦略である **scanning** モードの効果を現在検討している。予備的な解析の結果、時間平均した検出確率においては **scanning** モードの方が有利であるという傾向が得られている。しかし、GRB の継続時間が短い場合、**scanning** モードは観測の即時性で **divergent pointing** モードに劣るため、この効果を加味した検討を行うことが必要である。

4.3.2.2 LST ハードウェアパラメーターのチューニング

CTA-Japan コンソーシアムは LST のハードウェア (光電子増倍管カメラ、信号読み出し回路、分割鏡等) の開発において中心的な役割を担っているが、その各種パラメーターが LST アレイの性能に与える影響をモンテカルロシミュレーションで調べフィードバックをかけることにより、ハードウェア開発の効率化に貢献することができる。現在 CTA-Japan MC チームでは、シミュレーションを用いた以下の課題に取り組んでいる。

- LST の光電子増倍管のパルス幅、アフターパルス頻度、トリガー条件等を変えたときの LST アレイの性能の調査。より遠方のガンマ線天体を観測するには LST のエネルギー閾値を下げるのが重要であるが、エネルギー閾値は夜光ノイズレベルとの比較で決まるため、現実的なパラメーターを入力してシミュレーションで評価する必要がある。また、エネルギー閾値を下げるとトリガー頻度が高くなり、DAQ システムに対する要求がより厳しくなるため、シミュレーション結果からのフィードバックが不可欠である。
- LST 分割鏡の表面形状のばらつきが LST アレイの性能に与える影響の調査。これまでのシミュレーションでは全ての分割鏡が同じ球面形状を有すると理想化してきたが、実際の鏡にはばらつきがある。LST の 1 号機の分割鏡の生産が既に行われており、表面形状の測定データが蓄積されている。これを用いてより現実的な光学系モデルに基づくシミュレーションを行い、観測性能の変化を調べる。

4.3.2.3. SST アレイ配置等の最適化

CTA の口径が異なる 3 種類の望遠鏡を用いたアレイのうち、SST (Small-Sized Telescope) アレイのみが従来とは異なるコンセプトに基づいている。従来の大気チェレンコフ光観測では、空気シャワー軸から半径約 130 m 以内の大気チェレンコフ光量が最も大きいプラトー領域に望遠鏡を複数並べ、ステレオ観測を行うことによりガンマ線起源空気シャワーを検出する。これは、光量が大きい領域に照準を合わせてエネルギー閾値を下げるにより、ガンマ線観測の統計量を最大化できるためである³。一方、SST アレイの目的は約 10 TeV 以上の高エネルギー領域の感度向上であり、アレイを広範囲に展開して有効検出面積を上げることが統計量を稼ぐ唯一の方法である。10 TeV 以上の高エネルギーガンマ線に起因する大気チェレンコフ光総量は十分に明るいため半径 130 m 以遠でも検出可能となり (図 4.3.3)、望遠鏡を広間隔に配置して面積を広げるアレイデザインが効果を発揮する [2, 3]。

上記 SST アレイの新しいコンセプトは我々にとって未経験の領域であり、MC-WP のこれまでの仕事においても十分に調査されていない。その理由の一つは、高エネルギー領域のモンテカルロシミュレーションに大量の時間と計算機資源を費やす必要がある上、アレイの大規模化でこれらをさらに増大させているためである。我々は「cell

³ TeV 領域のガンマ線天体は冪関数型のエネルギースペクトルを持ち、低エネルギーへ行くほどフラックスが増大する。

approach」と呼ばれる近似的シミュレーション方法[4]を採用し、大規模アレイのシミュレーションを大幅に効率化して SST アレイの配置等を最適化する仕事に着手した。CTA-Japan MC チームには SST アレイと類似した TenTen 計画[5]におけるシミュレーション研究に従事したメンバーがおり、その経験をアレイデザインの最適化に生かすことができる。また、比較的最近になって開始された SST 用 Schwarzschild-Couder 光学系の検討が SST アレイの調査をさらに複雑なものにしており、CTA-Japan MC チームが貢献する余地が十分にある。

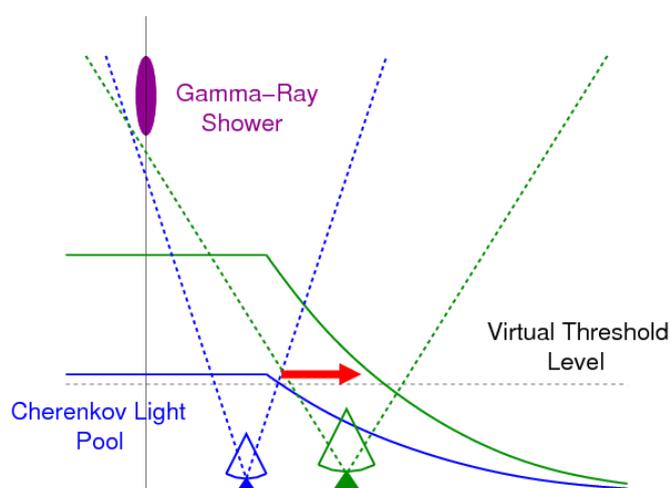


図 4.3.3: 広間隔アレイによる大気チェレンコフ光観測の概念図。空気シャワー（紫）から発する大気チェレンコフ光の地上における横方向分布（青の実線）のシャワー軸（縦の実線）から約 130 m 以内にはプラトー領域があり、従来の望遠鏡（青）はこの領域で閾値（黒破線）以上の大気チェレンコフ光を検出する。シャワー軸からより遠方の望遠鏡（緑）でも、口径がより大きいか入射一次粒子のエネルギーがより高い場合はチェレンコフ光量が閾値を超え（緑の実線）、観測可能となる。ただし、破線で表した視野が従来の望遠鏡より広い必要がある。

4.3.3. 今後の活動

上記に限らず、他 WP の作業が具体性を帯びてくるに従い、MC-WP への調査要求は増加する。その一部を分担しながら、CTA-Japan MC チームの独自性を示す解析方法の開発等を行っていく予定である。

Reference

- [1] M. Ackermann et al., *Astrophys. J. Suppl.*, 209, 11 (2013)
- [2] A. V. Plyasheshnikov et al., *J. Phys. G*, 26, 183-201 (2000)
- [3] T. Yoshikoshi, *Proc. of Towards a Network of Atmospheric Cherenkov Detectors VII (Palaiseau)*, 359 (2005)
- [4] F. A. Aharonian et al., *Astropart. Phys.*, 6, 343-368 (1997)
- [5] G. Rowell et al., *Nucl. Instr. Meth. A*, 588, 48-51 (2008)

4.4. ミラー・光学素子

4.4.1. 分割鏡

3.5 節で述べたように、大口径望遠鏡(23m 口径)には、対辺 1.51m の六角形で曲率半径 56—58.4m の分割鏡が必要となる。日本の宇宙線グループには、テレスコープアレイ実験にて培った大型鏡製作の経験と実績があり、その際開発にあたった「三光精衡所」と共同で開発研究をすすめてきた。

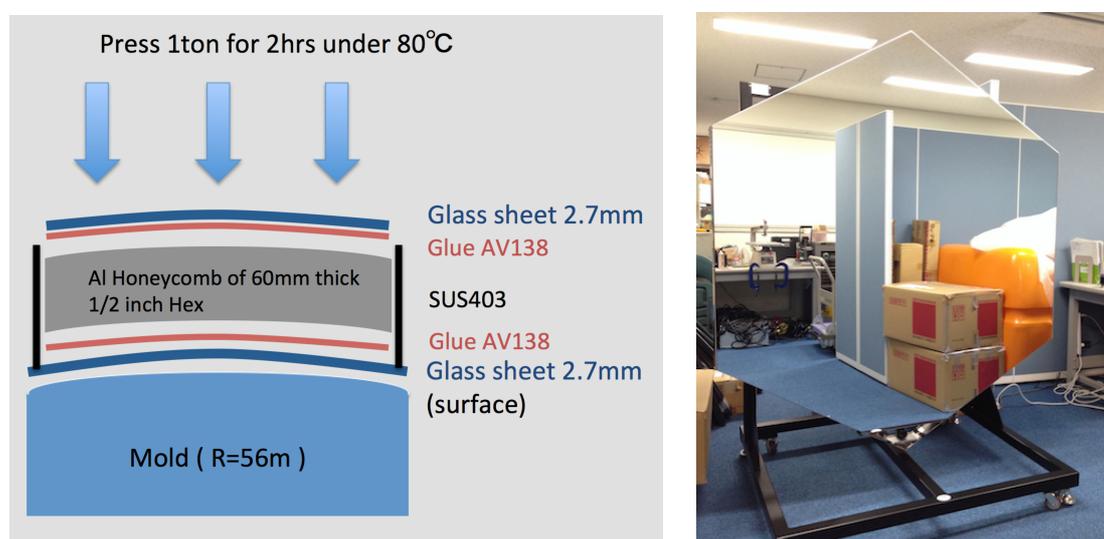


図 4.4.1. (左) : Cold Slump 技術の概念図。(右) : 三光精衡において Cold Slump 技術にて製作された大口径望遠鏡用の対辺 1.51 m の分割鏡。

LST 分割鏡に要求仕様を表 4.4.1 に示す。要求仕様を満たす軽量、強固な大型分割鏡を安価に大量に製造するために、Cold Slump 技術により鏡の生産をおこなうこととした。鏡は 3mm 厚のガラスシート、60mm 厚アルミハニカム、3mm 厚ガラスシートのサンドイッチ構造である。工程としては、以下のようなになる。

- 鏡面となるガラスシートを洗浄後、スパッタリングマシンによりガラス鏡面に Cr と Al の反射膜、 SiO_2 HfO_2 SiO_2 の保護膜を生成する。
- 反射面・保護膜のできたガラスシートを反射面がモールドと接するように、モールド上に設置・固定する (モールドの形状を写しとる)。エポキシ接着剤を裏面ガラスシートに塗布し、その上に 1/2 インチ間隔の HEXEL アルミハニカム 60mm 厚を接着する。

- 接着剤を塗布した別のガラスシートをアルミハニカムの上に置き接着する。サンドイッチ構造とし、上から1トンの荷重をかけプレスし温度 80° の状態で2時間固定する。
- アクチュエーターと接続する SUS410 150mm φ パッドを鏡裏面にエポキシで高温接着した上、シリコンで周囲を保護する。また、鏡裏面はプライマー処理後、フロン系塗料で白く塗装を施す（太陽光による急激な温度変化を防ぐ）。

表 4.4.1 大口径望遠鏡用分割鏡の要求仕様

1. 外形	1510mm (flat-flat) Hex
2. 焦点距離 (曲率半径)	28 – 29.2 m (56 – 58.4 m)
3. スポットサイズ	< 0.03°~ 16.7mm
4. 反射率	> 90% at 400nm, > 85% at 300-550nm
5. 反射率経年変化	< 2%/yr, SiO ₂ + HfO ₂ + SiO ₂ Multi-coating
6. 重量	< 50kg
7. 耐水性	IP66

鏡の性能評価で一番重要な鏡面精度の測定は、鏡から焦点距離(f)の2倍離れた場所に点光源と検出器(スクリーン)を設置し、光源から発した光が鏡に反射して描く結像性能を直接測定する方法(2f法)にて行うのが一般的であるが、本分割鏡に対しては、2f相当(60m)以上の暗い場所(屋内)が必要となり単純ではない。そこで、Phase Measuring Deflectometry (PMD)法を採用し、7m程度の比較的コンパクトなスペースにてもこの大きな曲率半径を有した鏡の鏡面精度を精度良く測定する装置を東京大学宇宙線研究所に設置した。このPMD方法はドイツのエルランゲン大で考案された方法であり、大型液晶テレビを使って位相模様を鏡面上に映し、反射によって生じた像を4台のCCDカメラでステレオ撮影し、位相パターンを動かすことでその反射像の変化の様子を解析し、鏡面形状を導出する方法である。宇宙線研究所に設置したPMD装置は世界最大級のものであり、3D Shape社のソフトウェアを利用している。

図 4.4.2 に PMD 法から得られた鏡面精度測定の結果の例を示す。この鏡面精度情報に基づき、光線追跡シミュレーションにより鏡の結像性能や曲率を評価する。図 4.4.2(右)の絵が図 4.4.2(左)に示す鏡面精度情報に基づきシミュレートされた鏡の結像性能「スポットサイズ」を表している。これまで 29 枚の鏡の PMD 法を用いて評価した。その結像性能と曲率半径の結果の分布を図 4.4.3 に載せる。結像性能は 29 枚中 24 枚が、また曲率半径は全ての鏡が要求値を達している。結像性能が要求値に達していない鏡が 5 枚あるが、製造方法、鏡構造の改良も進めており、今後はより高い精度での製造は期待で

きる。大口径望遠鏡用の全ての分割鏡は、三光精衡所で製造後に宇宙線研究所に送付され、PMD 法を用いて性能評価を実施し、その後 CTA サイトに輸送される。

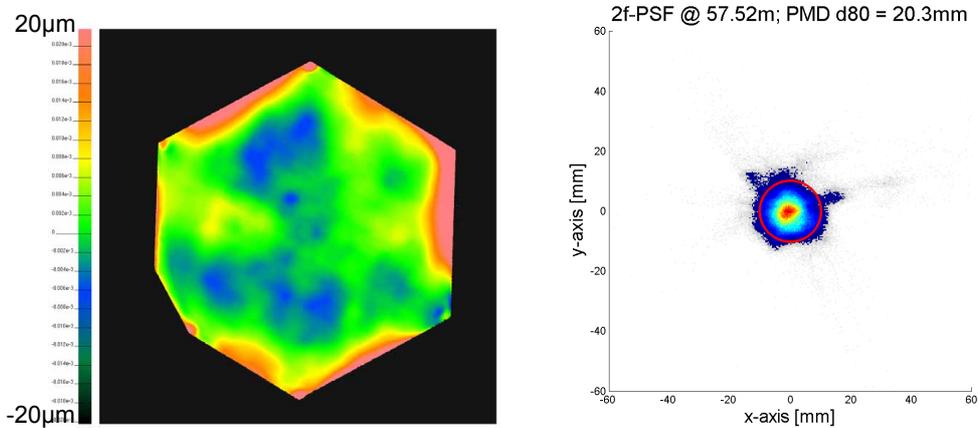


図 4.4.2. PMD 法による鏡表面精度測定の結果の例。(左)：鏡表面形状の理想球面からのズレの量を表す。色が表す範囲は-20 - 20 の範囲であり、数 mm 程度の構造が確認できる。(右)：左の鏡表面形状の情報から光学追跡シミュレーションにより得られた反射光のスポットサイズ。シミュレーション内で点光源の鏡からの距離を変化させスポットサイズが最小(直径 20.3 mm)となった時の結果。その時の距離が鏡の曲率半径を表し、57.52 m と求まっている。

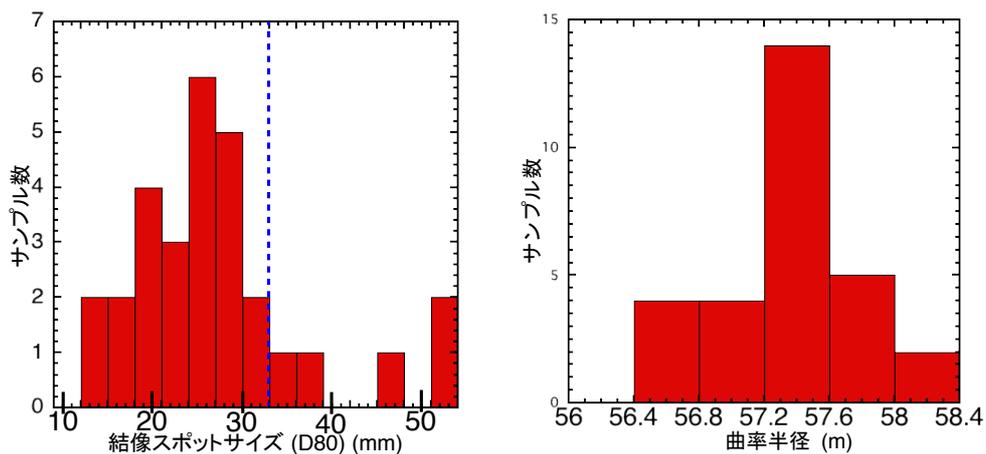


図 4.4.3. PMD 法による 29 枚の鏡の性能測定結果。左が結像性能を示す「スポットサイズ」で、青点線が要求値。右が曲率半径の分布で全ての鏡が要求値に収まっている。

図 4.4.4.に 29 枚の鏡の反射率の平均スペクトルを示す。Al+Cr+SiO₂+HfO₂+SiO₂ の 5 層スパッタリングコーティングにより、安定して高い反射率が得られていることがわかる。平均反射率の最大値は約 370 nm にて 94 % 以上にも達し、310 ~ 510 nm に渡って 90 % を越え、観測チェレンコフ光の有効波長帯 300 ~ 550nm での平均で 92.1 % と、要求の 85 % を大きく超えた値を示している。

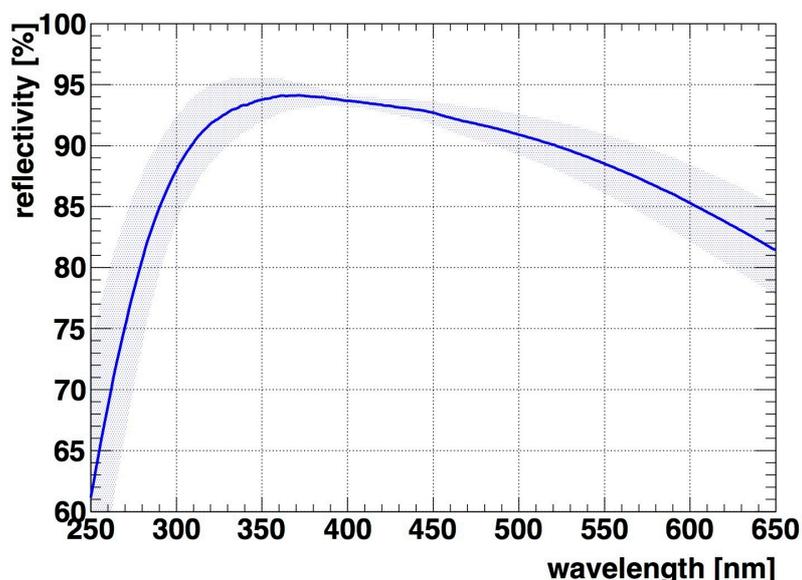


図 4.4.4. Al+Cr+SiO₂+HfO₂+SiO₂ の 5 層スパッタリングコーティングが施された、大口径望遠鏡用分割鏡 29 枚の鏡面反射率の平均スペクトル。灰色のバンドはそれぞれの波長でのバラつき(分散)を表す。ピークは 370 nm 付近で反射率は 94 % 以上に達する。

4.4.2. 能動的ミラー制御システム (Active mirror control: AMC) :

AMC システムに関しては、必要はハードウェアの製造・開発から、制御ソフトウェアの開発、運用時の管理まで、日本グループの担当となっている。

一台目の大口径望遠鏡に使われる約 200 セット (400 個) のアクチュエータはチューリッヒ大と共同で開発・製造している。観測中、それぞれの鏡の向きのズレを評価するための CMOS カメラは IP68 の防水性を持つ箱に入れて、それぞれ鏡一枚に一台ずつ設置される。CMOS カメラには Gigabit Ethernet を介して制御コンピュータに繋がれる。同時に Power of Ethernet のスイッチにより電源供給される。また、アクチュエータ自身にも 24V の電源が必要であり、これらのコンポーネントは『AMC box』として、IP67 の箱にまとめて納められる。この AMC box は、鏡 13 枚につき一つ必要であり、大口径望遠鏡一台で 16 箱必要となる。

ソフトウェアは、アクチュエータの認識・制御、CMOS カメラの認識・制御、画像の取得と

処理（光軸レーザスポット位置の抽出）、鏡向き補正のためのアクチュエータの移動量の計算と実行、が基本ループとなり、フィードバックかけて±5秒角の精度で鏡の向きを制御するシステムを開発する。

AMC システムの総合的な試験は、マックスプランク物理学研究所に建設される大口径望遠鏡の構造の一部を模した建設物「Dish section」を活用して実施する。Dish section には、実際に4枚の分割鏡を設置することが可能であり、アクチュエータ、CMOS カメラ、AMC box 等の全てのハードウェア要素を用意する。この試験には日本から開発者が出向いて直接実施する予定である。

4.4.3. 大口径望遠鏡カメラ窓

大口径望遠鏡のメインカメラには密閉性が要求されており、カメラ筐体の入り口(焦点面側)は透明な板(窓)で筐体を覆う必要がある。従って、その「窓」の材質には400 nm以下の紫外線も十分に透過する性質が要求される。MAGIC 望遠鏡にはUV透過型のアクリル板「PlexiGlass[®]」が使われている。大口径望遠鏡のカメラ入り口の大きさを覆うための2.5m以上の大きさが必要であるが、対応する大きさの「PlexiGlass[®]」は製造不可能であることがわかり、十分な大きさの製品が製造可能なUV透過型アクリル板として、日本の「三菱レイヨン」製の「アクリライト[®]」が候補に挙げられている。

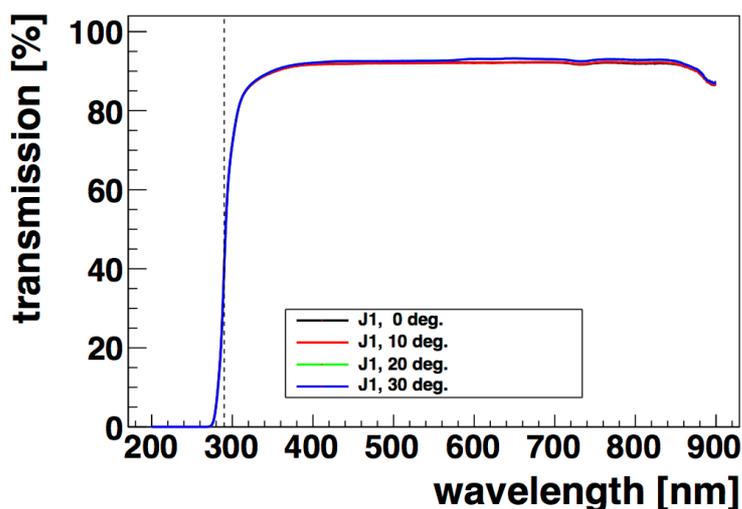


図 4.4.5. 8 mm 厚「アクリライト[®]」透過率。線の色の違いは光の入射角度の違い(0-30度)を表すが、透過率に違いはほとんどなく重なっている。縦の点線は290 nmを示す線で、地上に届くチェレンコフ光のUV帯の限界となる。

図 4.4.5 に 8 mm 厚の「アクリライト®」の透過率の実測値を示す。400 nm 以下でも 90%以上、310 nm で約 85%、300 nm で 80%近くの透過率を示し、チェレンコフ望遠鏡のカメラ窓として使用できる十分な透過率を有していることが確認できた。また、2.5 m の広い空間を平らな一枚の板で覆うとその強度が問題となる。そこで、アクリル板にドーム状構造を持たせることで、望遠鏡運用中も自重や強風に耐えられる十分な強度を確保できることがわかった。加工性の試験として 1.3 m サイズの板を用い、図 4.4.6 に示すように光学的な劣化をもたらすこと無くドーム状に変形させることに成功した。特に、この変形加工の際には 100°C 程度の高温環境に置く必要があるが、事前試験にて 140°C 程度に上げてても透過率の変化には大きな影響が無いことも確認している。2.5 m 以上のサイズが入手可能な UV 透過型アクリル板は、世界的に「アクリライト®」以外候補が無く、大口径望遠鏡カメラ窓は日本が供給することになっている。



図 4.4.6 1.3 m 直径、8 mm 厚のアクリライト®を球型の加工したもの。中央部が 8 cm 程の高さを持つ。

4.4.4. ライトガイド

焦点面検出器の前には「ライトガイド」と呼ばれる光学素子が設置される。これは、入口(カメラ窓)側が出口(検出器)側よりも大きな開口径を持つコーン状の中空の筒であり、焦点面に落ちたチェレンコフ光子を検出器まで文字通り「ガイド」することで、検出器間に不可避に存在するデッドスペースを埋める役割を果たす。また、代表的なライトガイドは、コーンの側面が放物面で構成されることで、ある一定の入射角以上の光子がコーンを通過する効率を急激に下

げることが可能であり、主鏡の外からの背景光を排除する役割も果たす。

図 4.4.7 に大口径望遠鏡望遠鏡用のライトガイドのプロトタイプの写真を示す。入口(カメラ窓側)、出口(検出器側)ともに六角形であり、対辺それぞれ 50 mm、25 mm を持つ。ただし、最終的には形状の最適化によって出口の径も微調整される予定である。ライトガイドはプラスチックプレートに挿入・固定され、出口部は光電子増倍管の光電面に直接接した状態で、プレートと共に 7 素子クラスターとして組み上げられる (図 4.4.8)。ライトガイド本体の材質は ABS 樹脂となり、効率良く大量生産するために金型射出方式で作成される。コーン内側の曲面には反射面となり、その反射膜にはアルミ膜を持つ反射フォイルが既存の望遠鏡では使用されているが、CTA 大口径望遠鏡望遠鏡では、より高い反射率 (~99%) を持つ誘電体多層膜を用いてことも検討されている。ただし既存の製品では、400 nm までしか高い反射率を有してないので、現在、特別な UV 反射コーティングを施し 300 nm までの高反射率を持つ誘電体多層膜を開発している。

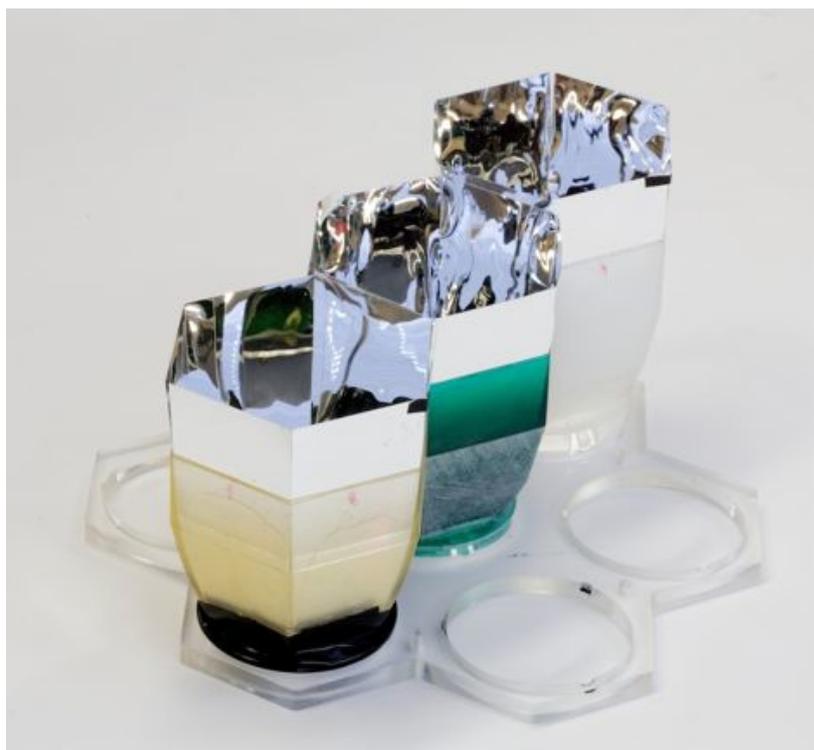


図 4.4.7 日本が開発した、大口径望遠鏡用のライトガイドの試作品

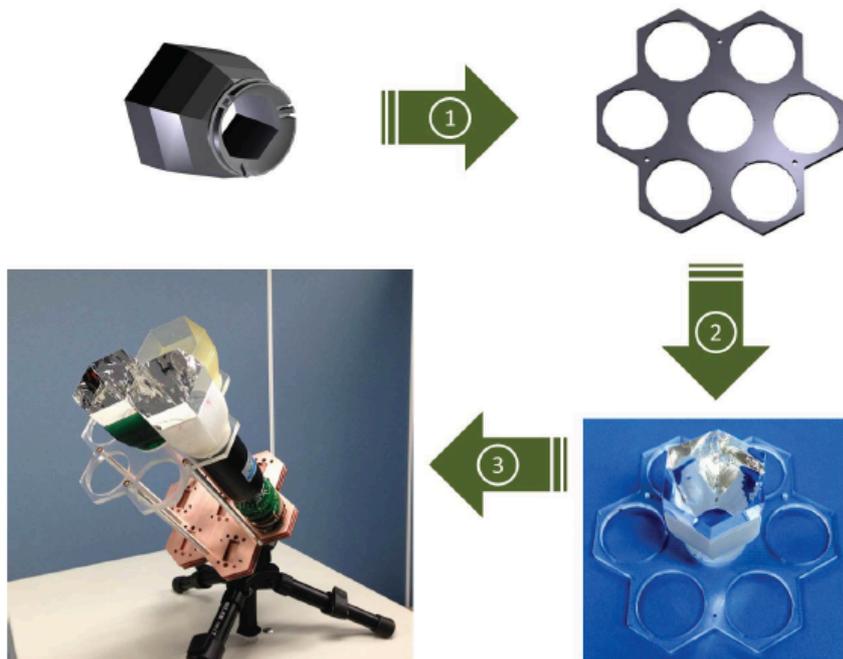


図 4.4.8 ライトガイドと光電子増倍管の組立方法。プラスチックのプレードを通して、簡単に組み合わせることが可能。

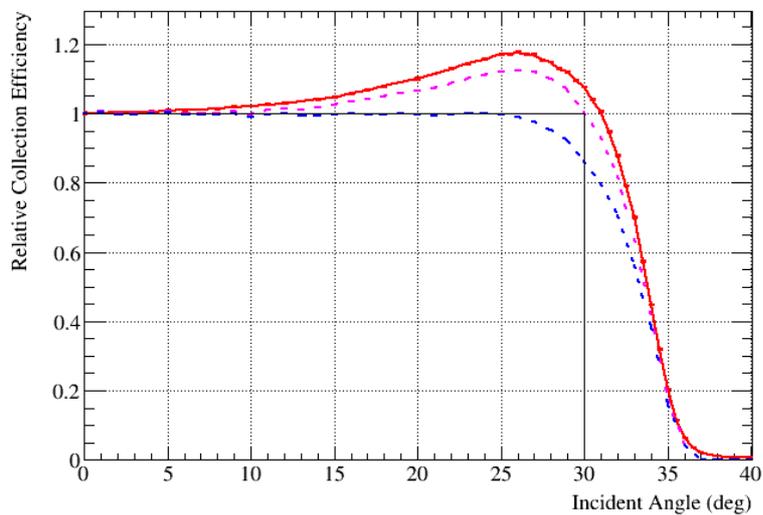


図 4.4.9 試作ライトガイドの、入射角度による光子の応答効率。相対値であり 0° （面に対して垂直）の時の信号の大きさを「1」としている。赤線実線は測定値で、点線が光線追跡シミュレーションから計算した効率カーブ。ピンクが光電面の入射角依存性を考慮した場合で、青が一定として場合である。

図 4.4.9 に、大口径望遠鏡用ライドガイド試作品の光学性能を示す。ライドガイド入口に入った光子がどれだけ出口まで到達できるかの効率を、入射光子のライドガイド入口面に対する入射角度の関数にて表したものである。相対値であり 0° （面に対して垂直）の時の信号の大きさを「1」としている。入射角度 30° 付近で効率が急激に下がる前に（これが前述のライドガイドの特徴である）、一度効率が上がっている。これは、光子が電子に変換される効率にも入射角度依存があり、光電面に対する入射角が大きいとその効率も上がる効果に起因しているか考えられる。よって、ライドガイド入口の入射角度が大きくなると、その光子が光電子増倍管の光電面にも大角度で入射する光子が相対的に増加し、結果的に効率を上がったと理解されている。

CTA 大口径望遠鏡用ライドガイドは、上記のプロトタイプデザイン開発から日本が担当し上記のような性能を達成している。現在、光子の検出効率を最大化しつつ主鏡外からの背景光を抑えるため形状の最適化を行っており、2014 年度中には一台目の大口径望遠鏡用に約 2000 個を製造する予定であり、そのデザインを元に残りの 7 台分約 14000 個の検出器ピクセルには、日本開発のライドガイドが使われる予定である。

4.5. 光検出器モジュール

大口径望遠鏡は高エネルギーガンマ線からのチェレンコフ光を観測するように設計されている。大口径望遠鏡カメラは上空で発達するガンマ線空気シャワーからの微かなチェレンコフ光を測定するため、以下のように設計されている。

- 0.1 度画素サイズ、1855 画素。高精度な光学系(図 4.5.1)
- 1GHz のサンプリング、300MHz の帯域
- 300nm-600nm のチェレンコフ光に対して 15%以上の光子検出効率
- 複数の望遠鏡によるトリガーを待つため、 $3.5 \mu\text{s}$ のデータ保持
- 10kHz までデータ収集

カメラ全体の重さは、高精度な光学系を保持するカメラフレームと冷却システムや検出器を密閉するカメラボックスを含めて約 2500kg である。

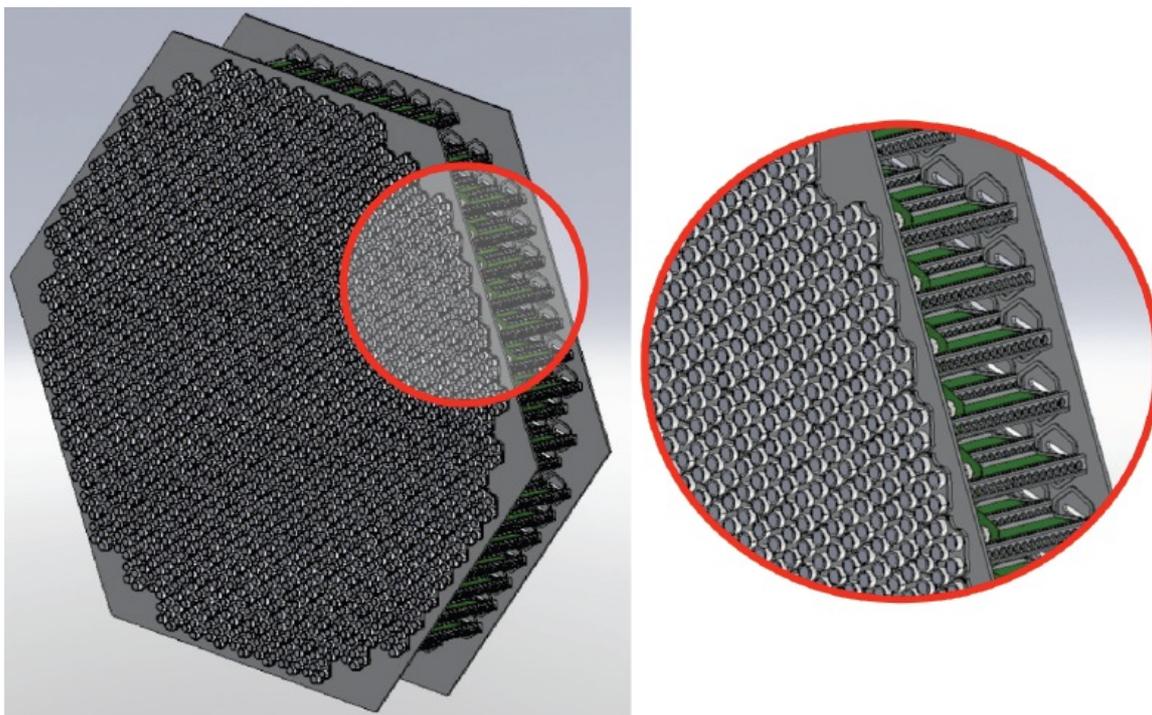


図 4.5.1 焦点面検出器のイメージ図。1855 個の PMT を装着し、全体で半径 2.3 m の大きさ。

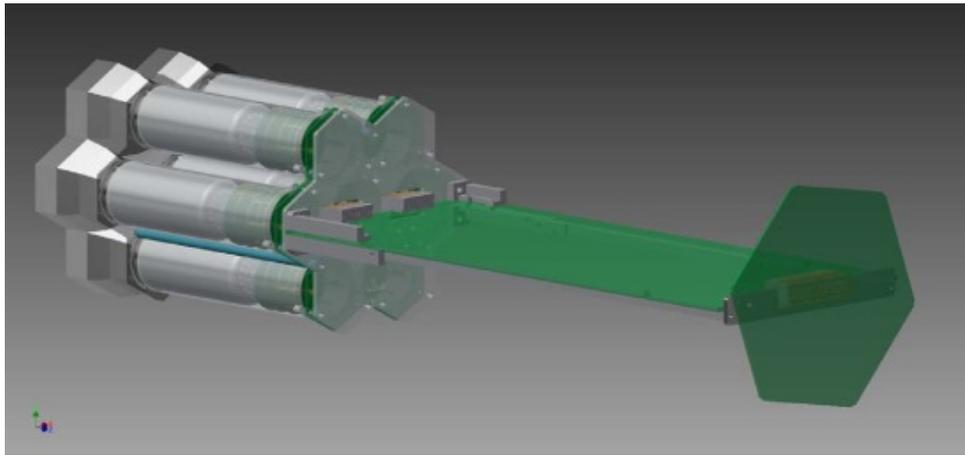


図 4.5.2 PMT クラスターのイメージ。7本の **photo-detector** に読み出し回路を付けている。

カメラは階層構造になっている。検出器は光電子増倍管(PMT)が使われ、高圧回路とプレアンプを合わせて光検出器 (photon detector) を構成している。7つの光検出器を束にし、それに読み出し回路を付けて PMT クラスターとしている(図 4.5.2)。この PMT クラスターがトリガーシステムなどデータ収集系の基本ユニットになっている。265個の PMT クラスターをクラスターホルダーに装着して焦点面検出器を構成している。クラスターホルダーは冷却システムを備えている。焦点面検出器はスローコントロール装置や電源と一緒にカメラボックスに格納され望遠鏡のマストに固定される。図 4.5.4 に示すように、カメラボックスは密閉式で、焦点面検出器を外環境から隔離している。カメラ窓には紫外透過アクリルがとりつけられ、さらにスクリーンとシャッターが取り付けられている。またカメラの外にはカメラサーバーと冷却器が望遠鏡本体に装着されている。

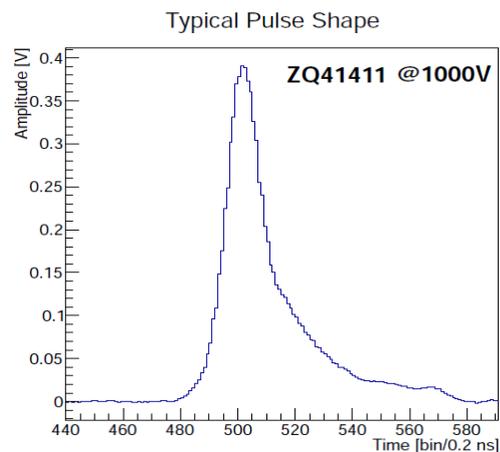


図 4.5.3 光電子増倍管からの 1p.e.信号の波形。半値幅が約 3ns。

CTA-Japan は、CTA における光検出器モジュールの開発とデザインの確定、モジュール量産、量産品試験、キャリブレーション、CTA サイトでのコミッショニング、メンテナンス、アップグレードまでの、CTA 焦点面カメラの開発の全てのステージにおいて重要な貢献をする。CTA 焦点面カメラに使用する光検出器の総数は光電子増倍管の場合でおよそ 10 万本であり、これらの多数の光電子増倍管を供給できる企業は世界でも 2 社に限られている。特に浜松ホトニクス社は数々の物理実験に高性能な光電子増倍管を納入してきた実績のある日本企業である。CTA-Japan は浜松ホトニクス社と共同でガンマ線観測に最適化した光電子増倍管 R11920-100-20 を開発し、大口径望遠鏡の光検出器として採用されている。すでに 2000 本の生産を完了しており、10 万本の生産体制が整っている。

各光電子増倍管にはコッククロフト・ウォルトン型高電圧回路が取り付けられている。小型かつ省電力で安定した高電圧を供給することができ、実際の 0.001 倍の制御電圧を印加することにより各光電子増倍管の高電圧を後段の回路から制御できる。光電子増倍管には約 1000V の電圧をかけ、第一ダイノードに 350V の定電圧を印加する設計になっている。つまり 30%以上の高電圧が第一ダイノードにかけられる。これにより、時間分解能を向上し、信号の揺らぎを軽減、光電子の収集効率を上げるなどの効果がある。

光電子増倍管にはさらに前置増幅回路が取り付けられている。信号は同軸ケーブルによりこの回路に転送され、最初に分割回路を通る。前置増幅回路に入る前に、光電子増倍管と合わせた信号増幅率が 40000 倍になるように高電圧と分割率を調節している。この分割回路によりすべての光電子増倍管の高電圧を 1000 ± 100 V にし、信号の応答時間を揃えることができるようになる。このとき 1 光電子に対する信号パルスの幅は約 2.9 ns になっている。前置増幅器には CTA 計画用に開発されたインピーダンスアンプ集積回路を採用している。PACTA と呼ばれるこの集積回路は低電力かつ低ノイズであり、信号を 2 つに分け一つは 24 倍もう一つは 1.6 倍にする。それぞれのチャンネルは差分信号として出力され、合計 4 つの信号ラインが後段の回路に送られる。

光電子増倍管にライトガイド、高圧電源、前置増幅器を取り付け、シールド用の 0.3 mm 厚アルミパイプをかぶせて 1 本の光検出器にしている。この光検出器を 7 本束ねて、読出し回路を付けたものをクラスターと呼んでいる。クラスター毎に通信や電源供給がなされる。7 本の光検出器と読出し回路の間にはスローコントロールボード(SCB)と呼ばれる中間回路を置いている。この回路により光検出器と読出し回路の開発を独立して行うことができる。スローコントロールボードは読出し回路から制御され、光検出器の温度や電流のモニター、高電圧制御、電力供給をすると同時に光検出器からの信号を読出し回路に伝送する。スローコントロールボードと 7 本の光検出器は 3 mm 厚のアルミ板に固定される。このアルミ板はクラスターの位置と方向を決めるため、正確な位置に固定されるように設計されている。このアルミ板に 3 本のアルミ棒

を固定し、そこにライトガイドを固定するプラスチック板を取り付けている。これら光学系および検出器の開発・生産は全て CTA-Japan が担っている。



図 4.5.4 テスト用に制作された 1/8 サイズカメラのフレーム。

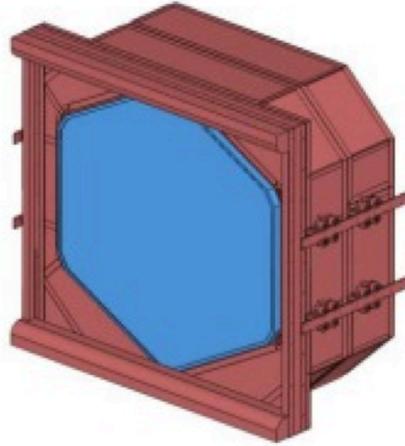


図 4.5.5 カメラボックス概略図。検出器を密閉し安定した状態で観測を行う。

光検出器モジュールの開発と同時に、モジュールデザイン確定後の量産段階に向けて、日本におけるモジュールの量産、量産品の試験、キャリブレーションシステムの確立、現地でのコミッションング、望遠鏡建設後のメンテナンスについて対応可能な体制を整えている。光検出器 10 万本に及ぶ光検出器モジュールの準備を効率よく進めるため、量産についてはクオリティコントロールを重視する。明確な量産基準と検査方法を定め、光検出器モジュールの全コンポーネントについて日本企業と協力して生産ラインを確立し、アセンブリまでを一貫して日本で行う体制を整える。量産されたモジュールについてゲインカーブ、線形性、ダイナミックレンジ、1 光子分解能などの基本性能を半自動で行うシステムを確立し、各大学・研究機関で統一したセットアップで試験を行う。

現在 CTA-Japan FPI-WP では、全国の大学・研究機関から過去の宇宙線実験等で光検出器開発の経験のある研究スタッフが集まっており、多数の光検出器モジュールの試験に十分な体制が確保されている。毎週カメラ開発の定例会議を行っており、約 30 名のメンバーが研究成果を報告し議論している。

光検出器モジュールの量産後、最終的に重要となってくるのがより詳細なキャリブレーションである。これはデータ解析に大きく影響し、最終的なガンマ線検出感度に大きく効く要素である。CTA-Japan では、MAGIC 望遠鏡の焦点面カメラの製作で実績のあるマックスプランク

物理学研究所ミュンヘンと協力して、テスト・クオリティーチェック体制を整えている。量産品の現地輸送前に機械、光学、電氣的テストなど現地での状況をシミュレーションした環境で総合的に試験を行う。チェレンコフ光や夜光など模した光源により観測時の状況を再現し、光検出器の性能を確認すると同時に、読み出し回路を含む全キャリブレーションパラメーターを取得する。試験、キャリブレーションの終わったモジュールは CTA 建設サイトに輸送され同様のシステムで再キャリブレーションとコミッショニングを CTA-Japan 主導で行う。これらのキャリブレーション結果についてはデータベース化し、メンテナンスを容易にすると同時に信頼性を高め、経年変化などについても正確に把握できるようにする。CTA-Japan では光検出器モジュールの開発、量産、量産品試験、キャリブレーション、メンテナンスを行うことから、焦点面カメラで取得された観測データの解析段階においても重要な役割を担うこととなる。また、光検出器モジュールは将来の技術進歩を考慮して光検出器部が差し替え可能な構造で設計されており、将来のアップグレードにも貢献していく。

4.6. エレクトロニクス

3.7 節で述べたように、CTA では、光センサー波形の高速サンプリング方式として、flash ADC 方式とアナログメモリ方式の二つの開発が並行して行われている。CTA-Japan では、LST カメラ用にアナログメモリを用いた PMT 読み出し回路の開発を行っている。この読み出し回路は CTA イタリアのグループが設計したものを引き継ぎ、日本で開発、改良を行ったもので、カメラ全体を含めて DragonCam というプロジェクトとして進められている（図 4.6.1、4.6.2; [1]）。

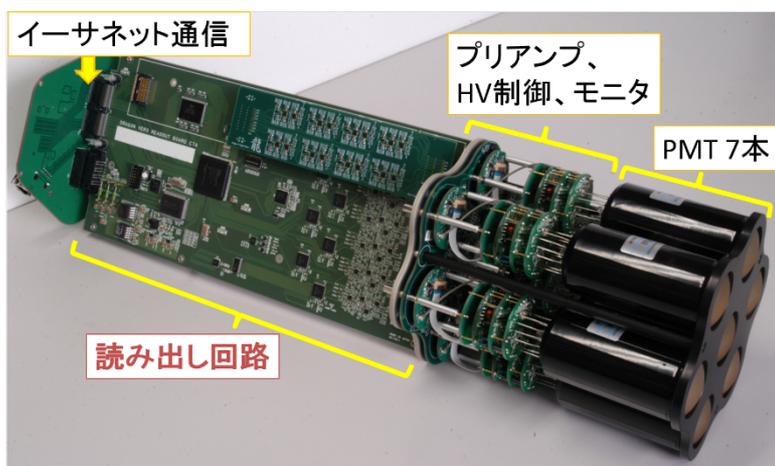


図 4.6.1 日本グループが開発したカメラモジュール。望遠鏡 1 台あたり、このクラスターが 265 台、焦点面に配置される。

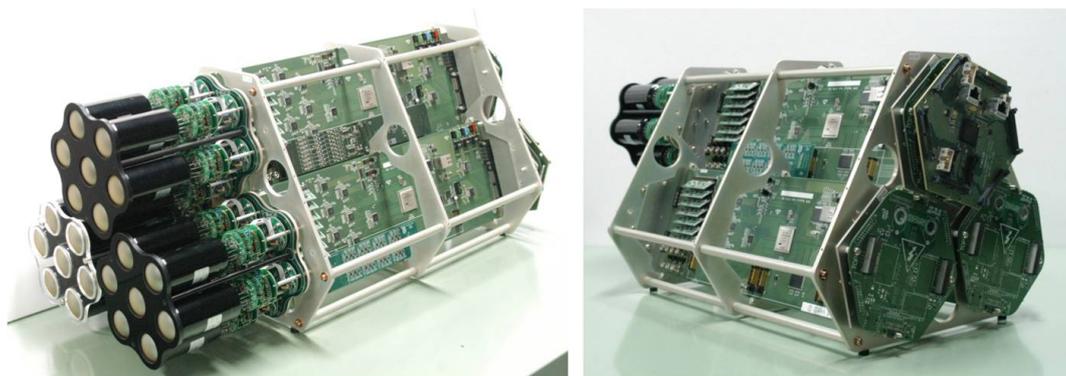


図 4.6.2 日本グループが開発した、カメラモジュールの 3 クラスターからなる試作機。

読み出し回路のブロック図を図 4.6.3 に示す。PMT クラスター内で、PMT アノード信号がプリアンプで増幅され、アナログメモリ読み出しボードに入力される。ダイナミックレンジを広くするために、低ゲインと高ゲインの 2 系統に分けられ、アナログメモリ集積回路に入力される。アナログメモリは、図 4.6.4 に示すスイス PSI で開発された DRS4

チップ [2]を用いている。このチップは MAGIC で現在使用されているもので、9 系統の差動入力、1 系統毎に波形を記録するための 1024 個のキャパシターを持ち、0.7 - 5 GHz の速度で波形サンプリングすることができる。LST では、1 - 2 GHz でサンプリングする計画であり、1 系統あたりの DRS4 チップの消費電力は僅か 18 mW である。PMT 1 系統の信号は DRS4 の 4 系統の入力に並列に送られる。4 系統のキャパシターをカスケード接続することで 1 GHz サンプリング時に 4 μ s のメモリ深さを確保して望遠鏡間トリガーの遅れに対応することができる。トリガー信号を受け取ると、アナログメモリへの記録が停止し、記録された波形が、DRS4 チップ外部の 12 bit ADC によって、およそ 30 MHz で A/D 変換される。変換されたデータは FPGA によりフォーマットされ、FPGA 内の FIFO バッファに保存される。データ転送要求があると、KEK が開発した、FPGA 内に実装可能な TCP/IP プロセッサである SiTCP [5]により、ギガビットイーサネット経由で転送される。

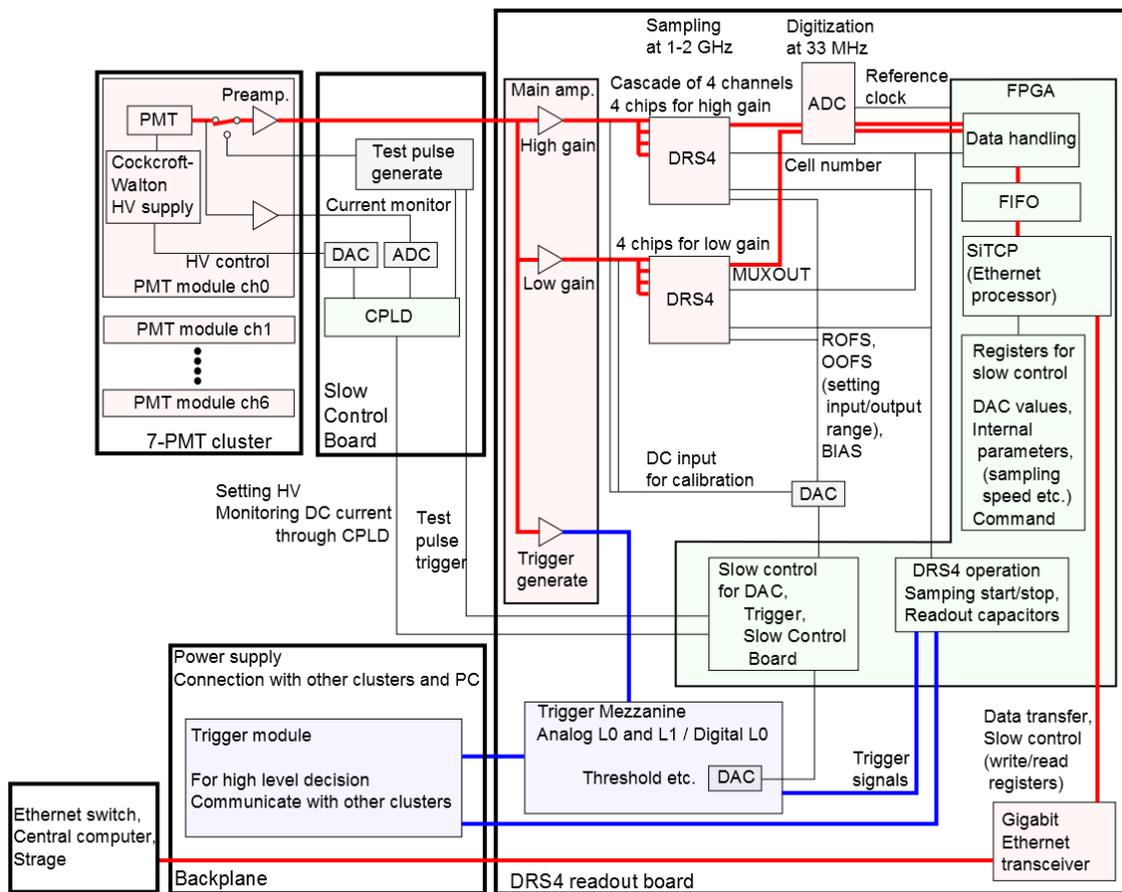


図 4.6.3 PMT クラスタ、スローコントロール回路、バックプレーンを含めた LST 用読み出しエレクトロニクスブロック図。赤線で PMT 信号のサンプリング、A/D 変換、データ転送までの流れが示されている。

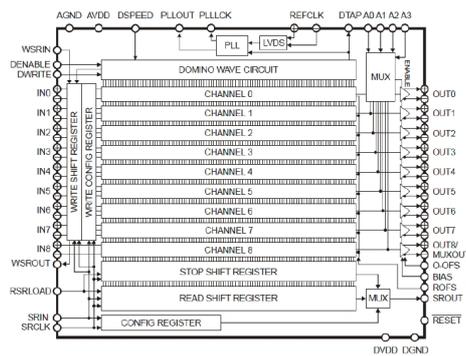
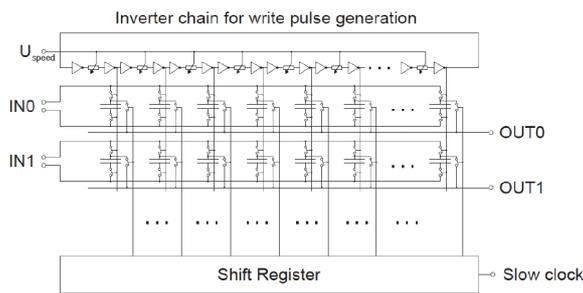


図 4.6.4 アナログメモリ DRS4 チップのキャパシターアレイによるサンプリング部 (左) [3]及び全体 (右) [4]のブロック図。

1 枚の読み出し回路で 7 本の PMT クラスタからの信号を同時に GHz でサンプリング、A/D 変換することが可能である。読み出し回路上の FPGA は、PMT クラスタに接続されたスローコントロール回路を通して、PMT 用 CW 高圧発生回路の電圧設定 (DAC)、電圧・電流モニター (ADC)、PMT 毎の ON/OFF 制御等も行う。これらの制御はイーサネットから SiTCP を通した UDP 通信により操作される。

読み出し回路の開発は、CTA イタリアのグループおよび日本の計測オープンソースコンソーシアムと協力して行っている。これまでの改良により 4 つのバージョンの読み出し回路を製作してきた。ver. 1 読み出し回路は DRS4 チップを 2 チップ実装したもので、DRS4 によるサンプリング動作、イーサネットデータ転送の実証がされた。ver. 2 回路では DRS4 チップを 8 チップ実装し、メモリ深さが 1 GHz サンプリング時に 4 μ s と増え、トリガー生成の遅れに対応できるようになっている。ver. 3 回路では、それまで、PMT 1 系統ごとに子基板としていたアンプ回路を読み出し回路内に集積した。図 4.6.5 に示した現行の最新版である ver. 4 回路はさらに電源回路を集積、また PMT やトリガー回路との接続インターフェース、基板サイズを実際のカメラ仕様に合わせて設計した、LST カメラ搭載仕様となっている。

これまでの回路試験で図 4.6.6 に示すように、PMT 信号の GHz サンプリングによるデータ取得、高ゲイン系統におけるアナログ帯域幅 330 MHz、1 光電子スペクトルの測定による PMT ゲイン 40,000 での 1 光電子信号に対する S/N 5 以上を達成し、LST が目標とする低エネルギー閾値を達成するために必要な性能を満たす高速回路が完成した。トリガー回路は 3.7 節で述べたようにデジタルトリガーとアナログトリガー [6]の二つの方式がそれぞれドイツとスペインのグループにより開発されている。海外のグループと連携し、これらのトリガー回路を接続した統合試験も行われている。図 4.6.7 はスペインで行われたアナログトリガー回路との統合試験の様子である。アナログ加算式のト

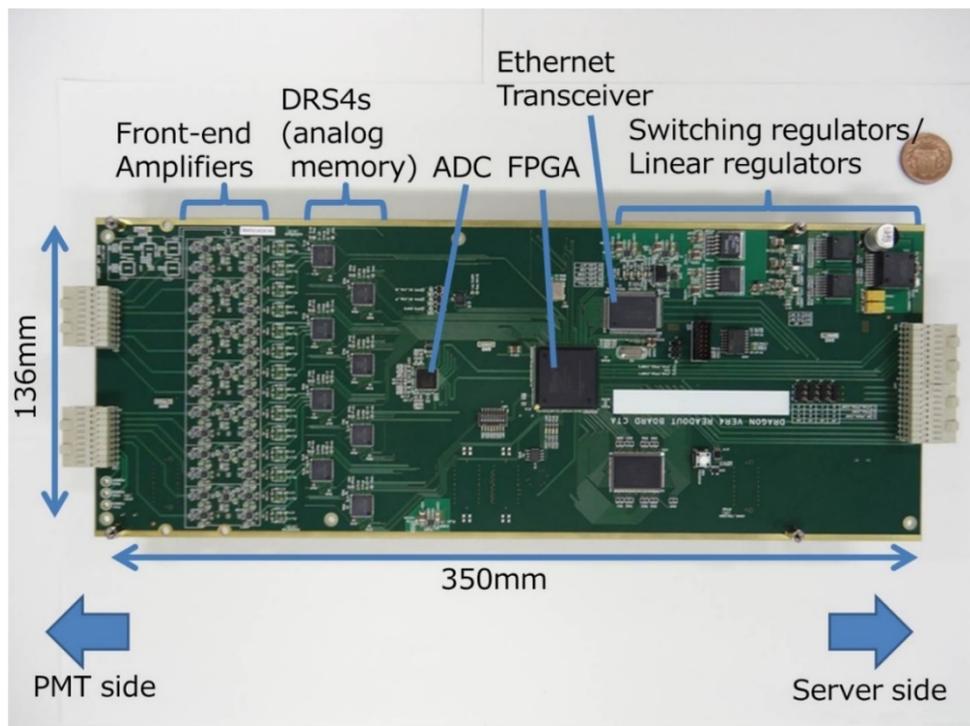


図 4.6.5 日本グループが 2013 年 12 月に完成させた、最新版の LST 用読み出し回路。

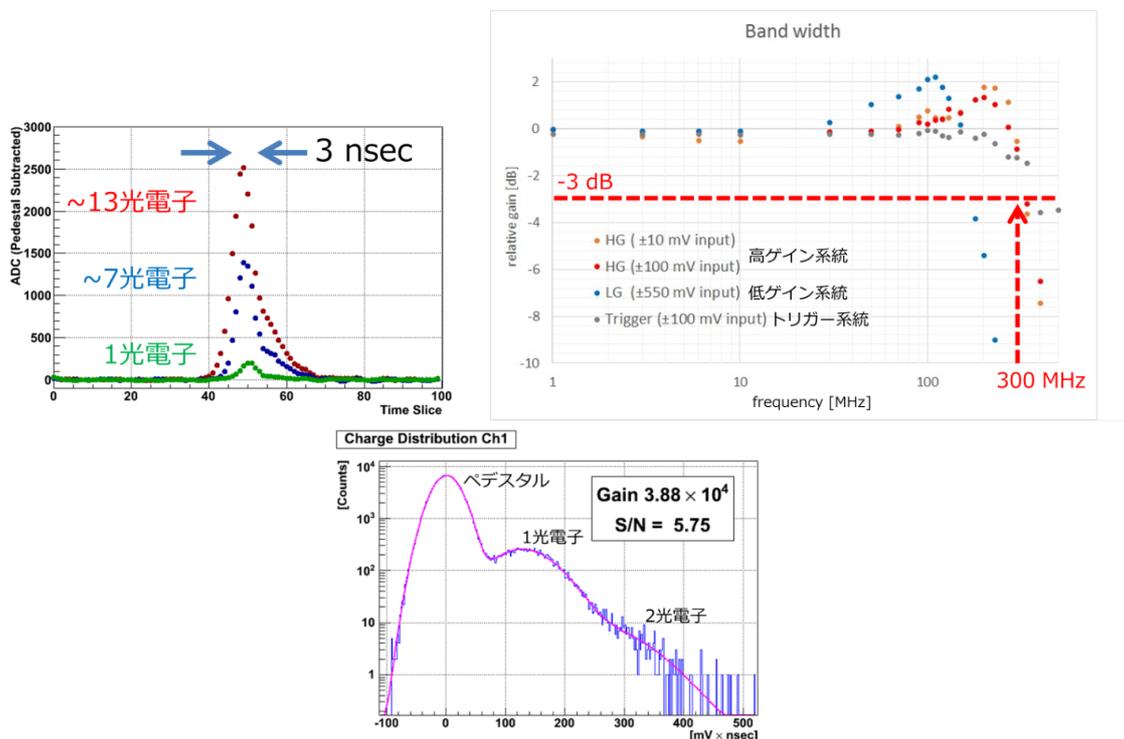


図 4.6.6 LST 用読み出し回路の性能試験結果。2 GHz で高速サンプリングされた PMT 信号波形 (左上)、アナログ帯域測定 (右上)、1 光電子スペクトル (下)。1 光電子スペクトルは 1 光電子レベルの弱い光をあてて、PMT 信号の電荷量分布を測定したもので、1 光電子レベルの信号分布がペDESTALノイズと $S/N=5.8$ で分離できている。

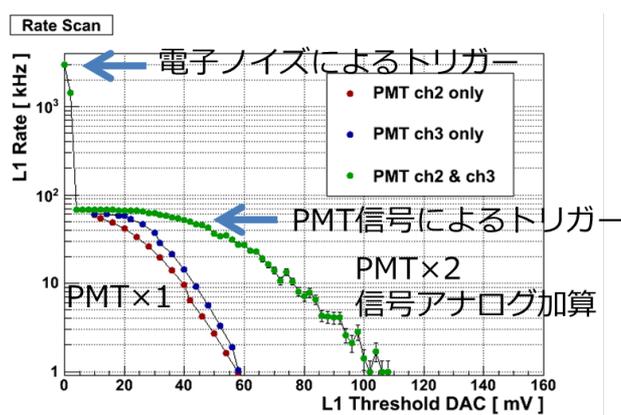
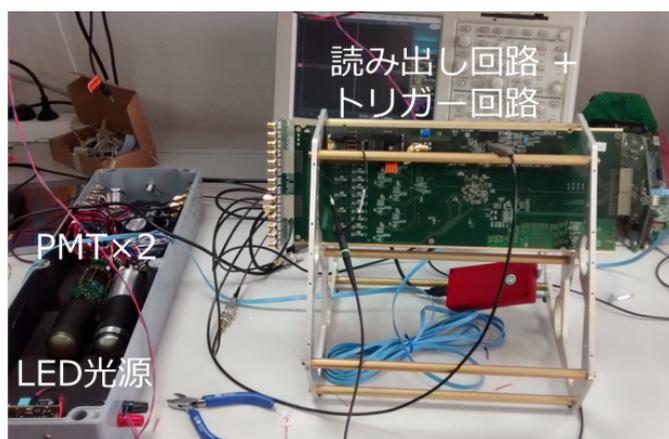


図 4.6.7 スペイングループとのアナログトリガー統合試験（上）と設定閾値電圧に対するトリガーレート測定（下）。同時に LED 光源で照らした PMT 信号を 2 系統入力した場合（緑点）にアナログ加算回路が正しく機能して閾値に対する応答が変化している。

リガー回路の読み出し回路側からの制御、トリガー生成の信号の確認、実際に生成されたトリガーを用いた PMT 信号の取得といった基本的な動作が確認できている。

今後は LST カメラ建設に向けた小規模スケールのカメラ製作・試験を行い、読み出し回路の開発としてはトリガー回路子基板を読み出し回路上に吸収、より集積度の高いエレクトロニクスとして完成させる予定である。

Reference

- [1] H. Kubo, R. Paoletti, et al., 2013, in proceedings of the ICRC2013;arXiv:1307.3386.
- [2] S. Ritt, R. Dinapoli and U. Harmann, 2010, Nucl. Instr. Meth. A, 623, 486.
- [3] S. Ritt, 2010, in proceedings of National Symposium on Nuclear Instrumentation.
- [4] S. Ritt, 2008, IEEE Nuclear Science Symposium Conference Record, 1512.
- [5] T. Uchida, 2008, IEEE Trans. Nucl. Sci., 55, 1631.
- [6] L.A. Tejedor et al., 2013, IEEE Trans. Nucl. Sci., 60, 2367.

4.7. データ収集システム

CTA のガンマ線検出感度を最大限に確保するためには、観測中に生成される膨大なデータを高速・安定に読み出し、望遠鏡の不感時間を最小限に抑える必要がある。

CTA-Japan では、最もトリガーレートが高くなる大口径望遠鏡のデータ収集システム(DAQ)を主導的に開発している。予想されるトリガーレートは少なくとも 15 kHz 以上であり、望遠鏡一台あたり 1855 台の PMT 信号を時間幅 30 ns で記録すると、データ量は **15 [kHz] x 1855 [pixel] x 2 [high/low gain] x 30 [slice] x 2 Byte ~ 3 GByte/s** となる。

4.6 で述べた通り、PMT の波形データは Dragon ボード内の FPGA に実装された SiTCP を用いてギガビットイーサネットを介し、TCP 通信で転送される。また PMT に印加する HV の値の設定や温度・湿度のモニタなどのスローコントロールも SiTCP を用いて UDP 通信で実現する。世界標準として広く普及している Ethernet TCP/UDP 通信規格を DAQ に導入する事により、民生規格の機器を用い、安価で安定した信頼性の高いシステムを構築する事が出来る。また、日進月歩のネットワーク技術の進展の最先端の機器を、必要に応じて柔軟に取り入れる事が可能であり、20 年を見越す CTA の運用期間において常に安定したシステムを維持する事が可能となる。

望遠鏡のカメラを構成する全クラスター(265 台)から得られた PMT 波形データは、それぞれの望遠鏡毎に 1 つ割り当てられたカメラサーバへ転送される。図 4.7.1 に望遠鏡 1 台とカメラサーバとのイーサネット通信網のブロック図を示す。全てのクラスターは 44~45 台毎にカメラ内に設置した 6 台のイーサネットスイッチに接続される。15 kHz のトリガーレートで 30 ns の時間幅を転送すると、1 台のイーサネットスイッチに集められるデータは、約 500 MByte/s(= 4 Gbps)となる。集められたデータは SFP+モジュールを用いた光ファイバー接続により 10 GbpsE で中央制御室に設置されたカメラサーバへ転送される。カメラサーバはマルチ CPU プロセッサ搭載サーバで、C++ベースのマルチスレッドソフトウェアにより以下の 3 つの処理並列を行う：1) カメラから 6 台のイーサネットスイッチを経由して 6 対の光ファイバーケーブルで転送されてくる全てのデータを受け取る。2) 非同期で集めた 1 台のカメラの全クラスターのデータを、時間情報とイベント番号を用いてトリガー毎のイベントとして同期する。3) 複数の外部記憶装置へ冗長性を持たせて書き込む。

DAQ システムの開発は CTA スペイングループと共同で行っている。CTA-Japan ではイーサネットスイッチ、カメラサーバのハードウェア、およびデータ収集システムソフトウェアを担当し、CTA スペイングループはスローコントロールシステムソフトウェア開発を担当している。CTA-Japan では、現時点(2014 年 6 月)では最適なイーサネットスイッチの選定のための比較、検討を行っている。またデータ収集ソフトウェアおよびデータ

通信ネットワークの枠組みの開発のために、PMT クラスタ1 台とコンピュータを、イーサネットスイッチ経由で接続した試験も行っている。図 4.7.2 には SFP+モジュールと光ファイバーをイーサネットスイッチに接続した様子を示す。

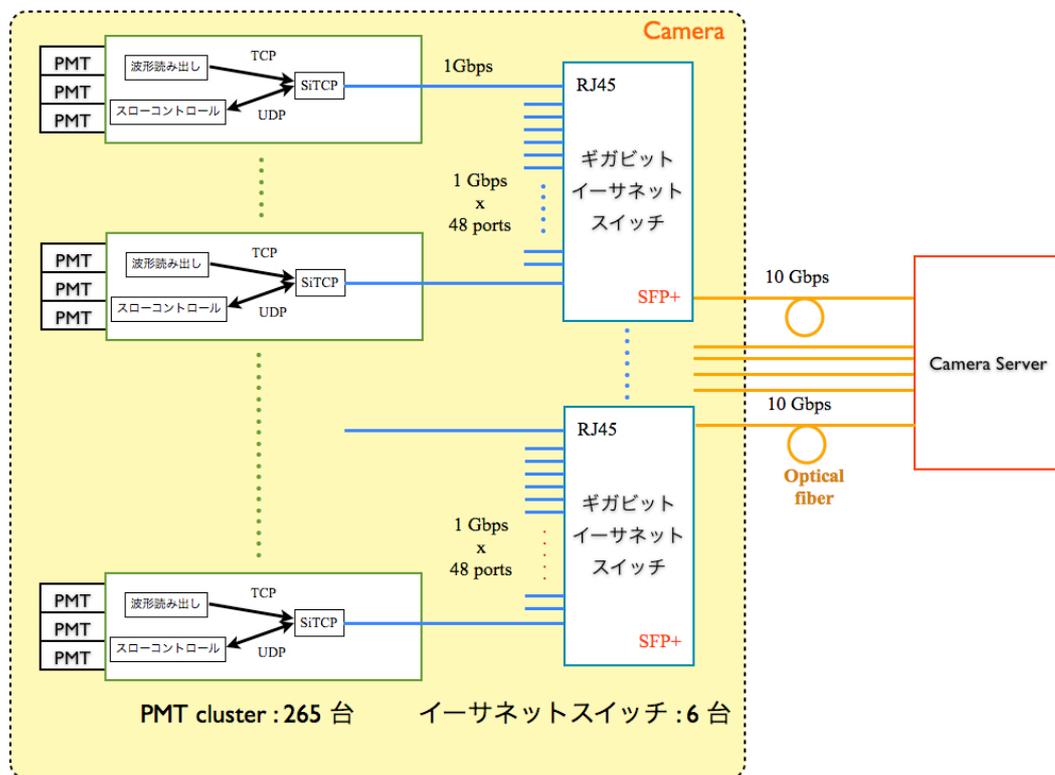


図 4.7.1 望遠鏡に搭載されたカメラとカメラサーバー間のデータ転送網。265 台のクラスターからのデータは 44~45 台毎にカメラ内のイーサネットスイッチに繋がれ(1Gbps)、そこから SFP+モジュールを用いた光通信(10 Gbps)でカメラサーバへ転送される。

2014 年夏にはクラスター3 台を接続したシステムで試験を行い、クラスターから非同期で読み出すデータを同期するための最適なアルゴリズムを設計し検証する。その際、イベントの読み出し、同期、ディスクへの書き込み等を並列処理する事で高速化する。2015 年春には PMT クラスタを約 20 台搭載するミニカメラを構築し、DAQ システムの性能評価を行う。ソフトウェアの開発に関しては、エンドユーザーと密に議論しながら利便性や拡張性に優れたシステム運用モデルを研究する。

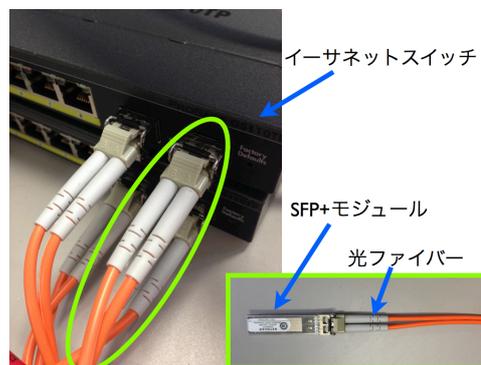


図 4.7.2 SFP+モジュール及び光ファイバーケーブルをイーサネットスイッチに接続した写真

4.8. 望遠鏡高速ドライブ用フライホイール電源

CTA 大口径望遠鏡では、ガンマ線バーストの追観測に入る時に、望遠鏡を高速回転し 20 秒以内に視野内にガンマ線バーストを入れ、観測を開始する事を目標としている。ガンマ線バーストは突発現象であり、観測時に CTA サイトの上空で発生する確率は 1 ヶ月に数例である。このため、通常の運転では高速回転をさせることなく、多くの電力を全く必要としないが、ガンマ線バースト追観測に入る瞬間に極めて短い時間(20 秒)スケールで、大電力を必要とする。通常は最大電力 100kW の電源ラインで全ての電力を供給し、短時間の高電力を供給するためにフライホイール電源を利用することにより、必要時にのみ 500kW レベルの電力を望遠鏡に短時間(20 秒間)供給する事ができる。ガンマ線バーストは、いまだ謎の多い天体現象であり、CTA 大口径望遠鏡による 10GeV 領域光子の高統計の観測が多いに期待される。ガンマ線バーストは数十秒の短時間の突発現象である。この突発現象を、ガンマ線衛星で捉え、発生方向を瞬時に決定し、その情報を CTA は受信し、即座に(20 秒以内に)その方向に望遠鏡を向け、追観測を行なう。このガンマ線バーストの追観測のために、100 トンの望遠鏡を 20 秒で 180° 回転するドライブシステムを持つ必要がある。この回転スピードは、通常の観測モード、観測方向移動の場合の最大速度と比較して、4-5 倍以上早いスピードである。

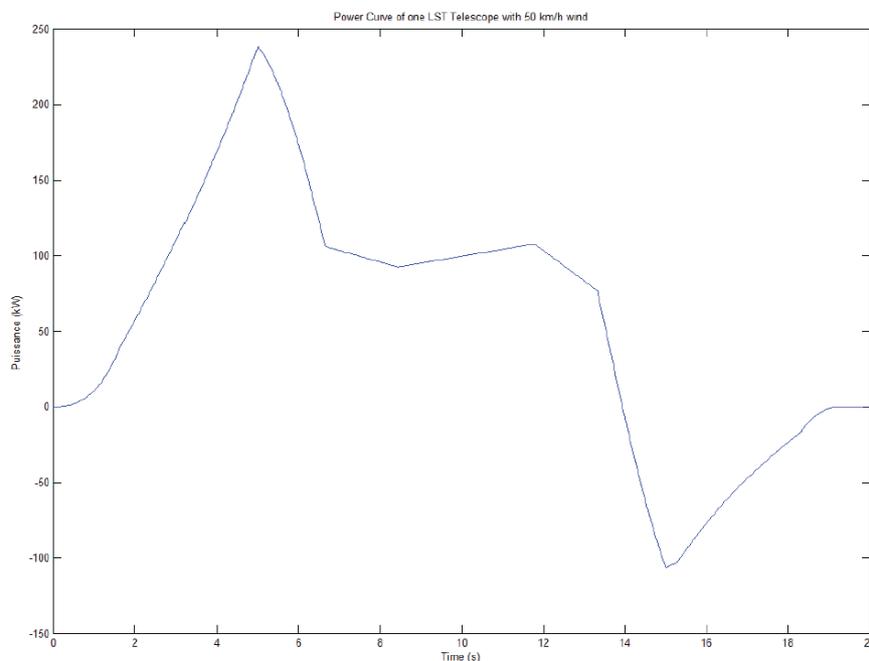


図 4.8.1 GRB 追観測に入る時の高速回転時の電力カーブの一例。風速 50km/hr の風の下での高速回転。最大電力が 250kW に達している事がわかる。

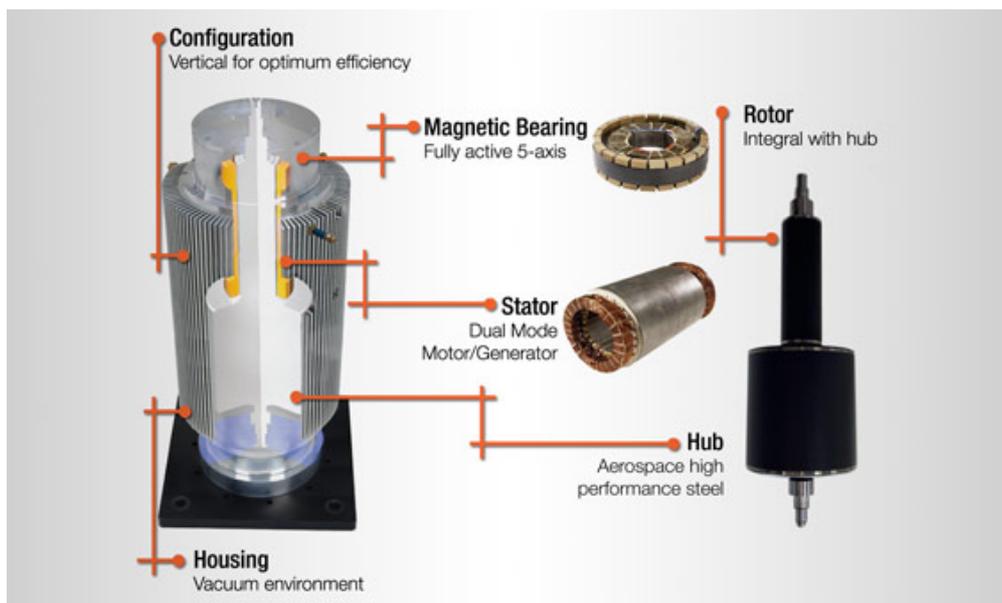


図 4.8.2 VYCON 社製フライホイールの心臓部、ローターという大型のコマが真空中で高速回転することにより、エネルギーを物理的な回転エネルギーとして蓄える。常時、ローターに接続したモーター／発電機によりエネルギーを高速回転するローターにゆっくりと蓄積しているが、必要な時にはローターに接続したモーター／発電機により取り出すことができる。

ガンマ線バースト時には、 $180^\circ / 20$ 秒の高速回転を、角加速度 0.047rad/sec^2 で加速を行ない、 0.23rad/sec の最高回転速度で回転し、再び -0.047rad/sec^2 で減速する（台形制御する）ことにより達成することができる。詳細ではあるが、速度カーブの台形の部分を丸め、角加速度の加速、減速をスムーズに行なう事により望遠鏡構造全体の振動、ストレスを最小化することができる。

図 4.8.1 にはガンマ線バースト追観測に入るための高速回転を想定した電力カーブをしめしている。瞬間的に 250kW 程度の電力が必要となることがわかる。方位方向の回転には、ジーメンス社のサーボモーター 1TF7 (10.5kW) を 6 式、仰角方向の回転には、同サーボモーターを 2 式使う。これらのモーターは瞬間的に 4 倍の過負荷状態で使う事ができ、十分に 250kW のパワーを出す事ができる。

電源装置としては、通常は 100kW の電力で十分であるが、ガンマ線バースト追観測に入る瞬間に 500kW 電力を 20 秒間持続するための、エネルギー蓄積を行なう装置が必要であり、我々は長期にわたり保守が最小限となるフライホイールを使う事にした。このフライホイールは回路としては、インバーター回路を通してモータードライブシステムの直前に設置される。

4.9. 国内データセンター

CTA-Japan が CTA に参加する最終目的は、CTA による観測から新しいデータを得て、日本から新しい解析結果、物理成果を発信していくことである。そのためには、EU のデータセンターに依存するのではなく、日本国内に CTA サブデータセンターを設置し、CTA からのデータを瞬時にネットワーク越しにダウンロードし、日本の研究者が自由にアクセスし、効率良く解析し、物理成果を出せる環境（データセンター）を整備、運営していくことが必要不可欠である。

CTA から出てくるデータ量は膨大であり、およそ一晩フルに観測を行うと 1PBytes 程度の生データがでてくる。多数の望遠鏡、広視野、低エネルギー閾値等の各要素が、CTA のデータ量を爆発的に増加させている。MC で予測されるイベントレートは 13kHz であり、イベント毎の平均望遠鏡ヒット数は 6 台である。各望遠鏡のチャンネル数はおよそ 2000 チャンネルで、各チャンネルで 60ADC スライス (30nsec 幅) が 2Bytes 値で記録される。さらに北半球、南半球の 2 ステーションが存在する。予測されるデータレートは

$$\mathbf{13\ kHz \times 6\ Tel. \times 2\ kch \times 2\ Bytes \times 60\ ADC\ slices \times 2\ stations = 37\ GBytes / sec}$$

となる。1 年間の観測時間はおよそ 3×10^6 秒であり、年間データ量は ~100PBytes/yr となる。この生データ (L0 データ) を恒久的に蓄積することは不可能である。

H.E.S.S., MAGIC でのデータ処理の経験では、較正、信号抽出を行い、全てのデータを電荷とタイミング情報 (L1 データ) に置き換えることにより、およそ 20 倍のデータ圧縮ができ、5 PBytes / yr まで圧縮できる。この L1 データは、もっとも基本的なデータであり、較正データと共に、CTA データセンター(Warehouse) に、恒久的に保存されなければならない。

さらに、各望遠鏡イメージを解析し、Hillas パラメータに置き換える (L2 データ) ことにより、さらに 10 倍圧縮することができ、0.5PBytes/yr となる。エンドユーザーは基本的には L2 データのみを利用することになるが、装置のメンテナンス、新たな解析プログラムの開発には、L1 データに戻りより詳細な解析オプションを試みる必要がある。

結論として、日本国内に、ネットワークによりデータを運び、3 年間の CTA L1 データを蓄積し、20 年間の L2 データを恒久的に蓄積し、さらにそれらを解析するために、

Storage 20PBytes, CPU 1000 Cores, Network Speed 200Mbytes/sec

を持つデータセンターを 2017 年頃までに国内に整備する必要がある。

宇宙線研究所計算機システムに 20PBytes 大容量データサーバーを付加することにより実現が可能となる。

日本から、CTA からの科学成果を発信していくためには、研究者・共同研究者がいち早く観測データを解析し、解釈し、日本主導で論文を発表・発信していく必要がある。そのためには、CTA データセンターとして共同利用者へのデータアクセス・計算機アクセスをサービスするだけでなく、解析ツール、シミュレーションツール等のソフトウェアを完備、公開し、さらにはデータ解析に関する教育的なセミナー定期的に催す必要がある。このためには、計算機、データサーバー等のハードウェア、解析ツール、シミュレーションツールなどのソフトウェアだけでなく、システムの運営、教育・セミナーを行なう人員も必要である。

4.10. 建設予算

CTA-EU のスケジュールと同期するように、CTA-Japan では、2010-2014 年を準備研究期間(Preparatory Phase)と定義し、建設期間を 2015-2019 年と定義する。EU の予算は、基本的に各国でそれぞれ予算を獲得することになり、各国の足並みが揃うのに 1-2 年のタイムラグが生ずるのは必須である。ドイツは先頭を切って、マックスプランク物理学研究所、マックスプランク核物理研究所、DESY、連邦政府 BMBF が、共同で 51MEuro の予算化に踏み切り、2015 年より本格的な建設を開始する。2015 年に CTA-Japan がドイツと同時に建設に着手できれば、建設フェーズにおいてドイツと日本との両輪で建設の先頭を切ることことができる。

前節 4.1 で述べたように、日本のハードウェアへの貢献は、高い仕様と性能が要求される大口径望遠鏡の、望遠鏡カメラ部分と反射鏡にフォーカスしている。望遠鏡カメラ部分では、光検出器（光電子増倍管）、高圧電源、フロントエンド回路、読み出し回路、トリガー、スローコントロールとし、それらをすべて組み込んだ、PMT+ELEC クラスターモジュールを製作する。これらモジュールは End to End の総合試験、校正 (CAL) を行い、CTA 建設現地に輸送される。基本的に CTA-Japan は、カメラの筐体部分、またカメラ内のアクティブなエレメントをすべてカバーすることになる。また、経験と実績のある大口径望遠鏡の主鏡、また能動的光学補償システムも重要な日本の貢献である。安価で、軽量、かつ高精度のミラーを量産、総合試験を行い、CTA 建設現地に輸送する。基本的に最も高い精度と仕様が要求される大口径望遠鏡のカメラ、主鏡を製作・供給する。また、ガンマ線バースト時に望遠鏡の高速駆動を行なうが、そのためのフライホイール電源システムを日本の企業で共同開発し、日本の貢献としたい。

上に述べた経費意外に、維持運転経費（連絡通信費、旅費、運転経費、メンテナンス経費、人件費等）が必要である。特に国外での実験となり、多額の海外旅費が必要となる。また、別の問題として、欧米での研究プロジェクトでは Common Fund と呼ばれるプロジェクトの共同運営経費を徴収し、それにより実験装置全体の維持運転を行う習慣がある。例えば MAGIC, HESS では、建設費の ~5% 程度の経費が毎年徴収し、その経費により、電力代、現地人件費、土地借用代/サイト使用料が支払われている。CTA の総予算が 250 億円とすると、年間の Common Fund 総額はおよそ 12.5 億円となる。CTA-Japan の負担分は、参加国の経済力、研究者の数等を加味して、およそ全運営費の 15%の負担が期待されており、その総額はおよそ年間 2 億円となる。

また、日本から多くの成果を出すには、日本国内に CTA データセンターを設置することが必要不可欠であるが、データセンター運営経費また、サイエンスデータ提供・ライ

ブラリー整備・ユーザー講習などに運転要員（サイエンティスト）が数名必要である。

項目	建設年次（年度）						経費概算（千円）
	H27	H28	H29	H30	H31	H32	
	2015	2016	2017	2018	2019	2020	
南半球							1,920,000
主鏡							730,000
焦点面検出器							354,000
電子回路							408,000
カメラ筐体							48,000
Fly Wheel 電源							200,000
輸送・設置等							180,000
北半球							2,300,000
主鏡							840,000
焦点面検出器							472,000
電子回路							544,000
カメラ筐体							64,000
Fly Wheel 電源							200,000
輸送・設置等							180,000
要求額	934,000	924,000	988,000	942,000	432,000		4,220,000

表 4.8.1 建設年時計画。CTA-Japan は大口径望遠鏡の主鏡、焦点面検出器、電子回路、カメラ筐体、Fly Wheel に貢献する。南半球、北半球どちらのサイトから始めるかは、2014年10月のResource Boardでのサイト決定・インフラ整備計画決定にもとづき進めたい。（大型科研費による自助努力による3.8億円は含まれていない。）

運用費	H29 (2017)	H30 (2018)	H31 (2019)	H32 (2020 -)
CTA施設共通運用経費(電気代、ネットワーク経費、土地利用経費、人件費 総額 10MEuroの15%相当)	52,500 千円	105,000 千円	157,500 千円	210,000 千円
ミラー、光センサー、回路等補修費	30,000 千円	60,000 千円	90,000 千円	120,000 千円
データストレージ(レンタル費)	15,000 千円	30,000 千円	45,000 千円	60,000 千円
データセンター運用・公開(電気代、人件費)	5,000 千円	10,000 千円	15,000 千円	20,000 千円
観測等(現地への旅費) (2017: 18 人月、2018: 36人月、 2019: 44人月、2020- :72人月)	12,500 千円	25,000 千円	37,500 千円	50,000 千円
総計/年	115,000 千円	230,000 千円	345,000 千円	460,000 千円

表 4.8.2 運営費。2017年より部分運転を開始するため、維持運営費が必要である。

共通運営経費に関しては、現在議論が進んでいる段階であるが、2013年11月14日のRBにおいて提案されたテーブルを表4.8.3に示す。現在28カ国中13カ国が、CTA建設への向けて趣意書に調印しており、それらの国の間で共通運営経費のバランスを計算したものである。GDP、GDP/Capita(人口当りのGDP)、UN Contr(国連への貢献)、IAU

(国際宇宙連合への参加研究者数)、CTA (CTA への参加研究者数)、FTE(CTA への FTE 貢献研究者数)の幾何平均をとった値を 100% で Normalize した値が最後のカラムに示されている。各国の国力、宇宙物理学への興味、CTA への貢献を平均化した値であると考えられる。このルールが最終的に採用されれば、または同様のルールが採用されれば、日本は全体の共通運営経費の 15%を負担することになる。

ちなみに、上のテーブルを建設費に適用してみる。日本の建設への貢献プランの 46 億円は、CTA 総建設予算を 200MEuro(280 億円)とすると、16.5%となりこの表の共通経費分担案の 15% に極めて近いことがわかる。このルールがほぼ妥当であるといえる。

%	GDP	GDP /capita	UN Contr	IAU	CTA	FTE	Geom. Ave	貢献度 Norm Ave.
Argentina	2.12	2.72	4.00	3.45	3.90	3.52	3.2	3.6
Austria	1.78	15.82	1.76	1.46	0.98	0.70	1.9	2.1
Brazil	10.05	2.69	3.34	4.54	1.52	1.29	3.0	3.4
France	11.66	9.37	12.70	17.98	17.46	20.01	14.3	16.0
Germany	15.17	9.80	16.64	13.78	18.55	19.40	15.2	16.9
Italy	8.98	7.82	10.37	13.61	20.72	19.43	12.6	14.0
Japan	26.59	11.02	26.00	15.69	10.09	5.55	13.7	15.3
Namibia	0.06	1.34	0.02	0.02	0.33	0.09	0.1	0.1
Poland	2.19	2.99	1.72	3.91	7.38	10.08	3.9	4.3
South Africa	1.71	1.77	0.81	2.07	1.52	1.07	1.4	1.6
Spain	6.02	6.90	6.60	8.36	8.79	10.76	7.7	8.6
Switzerland	2.82	18.66	2.34	2.38	2.28	3.13	3.6	4.0
United Kingdom	10.86	9.10	13.69	12.76	6.51	4.96	9.1	10.1
ALL countries	100.00	100.00	100.00	100.00	100.00	100.00	89.8	100.0

表 4.8.3 各国からの共通経費の分担に関する提案(Resource Board 2013.Nov.14)。各国の国力、国民一人当たりの生産性、宇宙物理への貢献・興味、CTA への貢献・興味の幾何平均を取ったものである。

5. CTA 組織

5.1. CTA 全体組織, 参加研究機関 (2014 年 7 月現在)

Argentina

Instituto Argentino de Radioastronomía (CCT La Plata - CONICET)

Centro Atómico Bariloche (CNEA-CONICET-IB/UNCUYO)

UID GEMA - Departamento de Aeronáutica (Facultad de Ingeniería, UNLP)

Centro de Investigaciones en Láseres y Aplicaciones (CEILAP - CITEFA / CONICET)

Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE CONICET-UBA)

Instituto de Tecnologías en Detección y Astropartículas (CNEA / CONICET / UNSAM)

Armenia

Alikhanyan National Science Laboratory, Yerevan Physics Institute

Australia

Australian National University

University of New South Wales

University of Western Sydney

University of Adelaide

Monash University

University of Sydney

Austria

Institut für Astro- und Teilchenphysik, Leopold-Franzens-Universität

Brazil

Centro Brasileiro de Pesquisas Físicas

Instituto de Física, Universidade Federal do Rio de Janeiro

Instituto de Física - Universidade de São Paulo

Instituto de Física de São Carlos, Universidade de São Paulo

Centro de Ciências Naturais e Humanas - Universidade Federal do ABC

Instituto de Astronomia, Geofísica, e Ciências Atmosféricas

Núcleo de Formação de Professores - Universidade Federal de São Carlos

Bulgaria

Astronomy Department of Faculty of Physics, Sofia University

Institute of Astronomy, BAS

Institute for Nuclear Research and Nuclear Energy, BAS

Croatia

Rudjer Boskovic Institute

FESB - University of Split

University of Rijeka, Physics Department

Czech Republic

Charles University, Institute of Particle & Nuclear Physics

Institute of Physics of the Academy of Sciences of the Czech Republic

Finland

University of Helsinki

Aalto University

Tuorla Observatory, University of Turku

University of Oulu

France

Laboratoire Univers et Particules de Montpellier, Université Montpellier 2, CNRS/IN2P3

Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble, INSU/CNRS, Université Joseph Fourier

CEA/DSM/IRFU, CEA-Saclay

Laboratoire d'Annecy-le-Vieux de Physique des Particules, Université de Savoie, CNRS/IN2P3

Laboratoire Leprince-Ringuet, École Polytechnique (UMR 7638, CNRS)

University of Bordeaux for the CENBG

Institut de Recherche en Astrophysique et Planétologie

Centre de Physique des Particules de Marseille (CPPM), Aix-Marseille Université, CNRS/IN2P3,
Marseille

Observatoire de Paris, LUTH, CNRS, Université Paris Diderot

APC, Univ Paris Diderot, CNRS/IN2P3, CEA/Irfu, Obs de Paris, Sorbonne Paris Cité, France

LPNHE, University of Pierre et Marie Curie, Paris 6, University of Denis Diderot, Paris 7, CNRS/IN2P3

Germany

Universität Hamburg, Institut für Experimentalphysik

Deutsches Elektronen-Synchrotron

Department of Physics, Humboldt University Berlin

Max-Planck-Institut für Kernphysik

Department of Physics, TU Dortmund University

Max-Planck-Institut für Physik

Institut für Theoretische Physik, Lehrstuhl IV: Weltraum- und Astrophysik, Ruhr-Universität Bochum

Institute for Theoretical Physics and Astrophysics, Universität Würzburg

Institut für Physik & Astronomie, Universität Potsdam

Landessternwarte, Universität Heidelberg

Universität Erlangen-Nürnberg, Physikalisches Institut

Institut für Astronomie und Astrophysik, Universität Tübingen

Greece

National Technical University of Athens, Department of Physics

Faculty of Physics, National and Kapodestrian University of Athens

School of Physics, Aristotle University, Thessaloniki

India

Bhabha Atomic Research Centre

Tata Institute of Fundamental Research

Saha Institute of Nuclear Physics

Ireland

University College Dublin

Dublin Institute for Advanced Studies

Israel

Department of Natural Sciences, The Open University of Israel

Italy

INAF - Istituto di Fisica dello Spazio Interplanetario

INAF - Osservatorio Astronomico di Brera

INFN Sezione di Bari

INAF - Osservatorio Astronomico di Roma

INFN Sezione di Torino

Dipartimento di Fisica - Università degli Studi di Padova

INFN Sezione di Perugia

INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania

INFN Sezione di Roma Tor Vergata

INFN Sezione di Napoli

Project Department, INAF

University of Udine & INFN Sezione di Trieste

INAF - Osservatorio Astronomico di Bologna

INFN Sezione di Pisa
Osservatorio Astrofisico di Arcetri
INFN Sezione di Roma La Sapienza
Istituto di Astrofisica Spaziale e Fisica Cosmica- Bologna
Osservatorio Astronomico di Trieste and INFN Sezione di Trieste
Institute of Advanced Study of Pavia
Istituto di Astrofisica Spaziale e Fisica Cosmica
IAPS Istituto di Astrofisica e Planetologia spaziali
INAF - Istituto di Astrofisica Spaziale e Fisica Cosmica di Palermo
INAF - Osservatorio Astronomico di Padova
INAF - Telescopio Nazionale Galileo

Japan

Department of Physics, Kyoto University
Faculty of Science and Engineering, Waseda University
Faculty of Science, Ibaraki University
Department of Physics, Konan University
Department of Physics and Mathematics, Aoyama Gakuin University
Hiroshima Astrophysical Science Center, Hiroshima University
Department of Physics, Tokai University
Dept. of Physics, Kinki University
Department of Physics, Graduate School of Science, University of Tokyo
Graduate School of Science and Engineering, Saitama University
Tokai University Hospital
Department of Astronomy, University of Tokyo
Institute for Cosmic Ray Research, University of Tokyo
Department of Physical Science, Hiroshima University
Department of Earth and Space Science, Graduate School of Science, Osaka University
Institute of Socio-Arts and Sciences, University of Tokushima
Faculty of Management Information, Yamanashi-Gakuin University
Riken, Institute of Physical and Chemical Research
Kumamoto University
Department of Physics, Yamagata University
Department of Applied Physics, University of Miyazaki

Kobayashi-Maskawa Institute (KMI) for the Origin of Particles and the Universe, Nagoya University

Department of Physics and Astrophysics, Nagoya University

Solar-Terrestrial Environment Laboratory, Nagoya University

School of Allied Health Sciences, Kitasato University

Institute of Particle and Nuclear Studies, KEK (High Energy Accelerator Research Organization)

Department of Physics, Rikkyo University

Mexico

Universidad Nacional Autónoma de México, México

Namibia

University of Namibia, Department of Physics

Netherlands

Radboud University Nijmegen

Astronomical Institute Anton Pannekoek, University of Amsterdam

Norway

Department of Physics and Technology, University of Bergen

Poland

Faculty of Physics, University of Warsaw

Toruń Centre for Astronomy, Nicolaus Copernicus University

Space Research Centre, Polish Academy of Sciences

The Henryk Niewodniczański Institute of Nuclear Physics, Polish Academy of Sciences

Academic Computer Centre CYFRONET AGH

Faculty of Physics and Applied Computer Science, University of Łódź

Copernicus Astronomical Center, Polish Academy of Sciences

Faculty of Physics, Astronomy and Applied Computer Science, Jagiellonian University

Faculty of Computer Science, Electronics and Telecommunications, AGH University of Science and Technology, Kraków

Slovenia

Laboratory for Astroparticle Physics, University of Nova Gorica

South Africa

Centre for Space Research, North-West University

University of the Free State

University of Johannesburg, Department of Physics

University of the Witwatersrand

Spain

Escuela Politécnica Superior de Jaén, Universidad de Jaén

Institut de Física d'Altes Energies

CIEMAT

Departament d'Astronomia i Meteorologia, Institut de Ciències del Cosmos, Universitat de Barcelona

Institut de Ciències de l'Espai (IEEC-CSIC) and Institució Catalana de Recerca i Estudis Avançats (ICREA)

Instituto de Astrofísica de Canarias

Grupo de Electronica, Universidad Complutense de Madrid

Unitat de Física de les Radiacions, Departament de Física, and CERES-IEEC, Universitat Autònoma de Barcelona, E-08193 Bellaterra, Spain

Grupo de Altas Energías, Universidad Complutense de Madrid.

Sweden

Stockholm University

Linnaeus University

Oskar Klein Centre, Department of Physics, Royal Institute of Technology (KTH)

Lund Observatory, Lund University

Dept. of Physics and Astronomy, Uppsala University

Switzerland

Laboratory for High Energy Physics, École Polytechnique Fédérale

Physik-Institut, Universität Zürich

ISDC Data Centre for Astrophysics, Observatory of Geneva, University of Geneva

ETH Zurich, Institute for Particle Physics

University of Geneva - Département de physique nucléaire et corpusculaire

United Kingdom

University of Oxford, Department of Physics

STFC Rutherford Appleton Laboratory

University of Liverpool, Oliver Lodge Laboratory

Department of Physics and Astronomy, University of Sheffield

Centre for Astrophysics Research, Science & Technology Research Institute, University of Hertfordshire

School of Physics & Astronomy, University of Edinburgh

Dept. of Physics and Centre for Advanced Instrumentation, Durham University

Dept. of Physics and Astronomy, University of Leicester
School of Physics & Astronomy, University of Southampton
The Astrophysics Research Institute, Liverpool John Moores University
School of Physics and Astronomy, University of Nottingham
King's College London

United States of America

School of Physics and Astronomy, University of Minnesota
Department of Physics and Astronomy, University of Utah
University of Iowa, Department of Physics and Astronomy
School of Physics & Center for Relativistic Astrophysics, Georgia Institute of Technology
Yale University, Department of Physics and Astronomy
University of California, Davis
Department of Physics and Astronomy, Iowa State University
Dept. of Astronomy & Astrophysics, Pennsylvania State University,
Argonne National Laboratory
Department of Physics, Washington University
University of Wisconsin, Madison
Department of Physics, Purdue University
Department of Physics and Astronomy and the Bartol Research Institute, University of Delaware
Astronomy Department, Adler Planetarium and Astronomy Museum
Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics
Department of Physics and Astronomy, University of California, Los Angeles
Enrico Fermi Institute, University of Chicago
Santa Cruz Institute for Particle Physics and Department of Physics, University of California
Department of Physics and Astronomy, Barnard College; Department of Physics, Columbia University
University of Alabama in Huntsville - Center for Space Physics and Aeronomic Research
Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, Department of Physics and SLAC National
Accelerator Laboratory, Stanford University

5.2. CTA 運営組織

Spokesperson: Werner Hofmann (MPIK, Germany)
Co-Spokesperson: Manel Martinez (IFAE, Spain)
Chair of Collaboration Board: Juergen Knoedlseder (IRAP, CERN, France)
Project Manager: Christopher Townsley (CTA Project Office, Germany)
Project Scientist: Jim Hinton (Liecester, UK)
CTA Speaker and Publication Rene Ong (UCLA, USA)

LST Project Coordinator: Masahiro Teshima (ICRR, U.Tokyo, Japan)
MST Project Coordinator: Stefan Schlenstedt (DESY Zeuthen, Germany)
SST Project Coordinator: Tim Greenshaw (Liverpool, UK)
SCT Project Coordinator: Vladimir Vasiliev (UCLA, USA)
Data Management: Giovanni Lammana (LAPP, France)
Array Control Peter Wegner (DEZY Zeuthen, Germany)
Common Component Andreas Forester (MPIK, Germany)

CTA Resource Board Chair Beatirx Vierkorn-Rudolf (BMBF, Germany)

Board members from CTA-Japan

CTA-Consortium-Board: Tomonori Totani (U. Tokyo, Japan)
CTA-Consortium-Board: Masahiro Teshima (MPP, Germany)
CTA-Resource-Board: Tomonori Totani (U. Tokyo, Japan)
CTA-Resource-Board: Masahiro Teshima (ICRR, U. Tokyo Japan)

5.3. CTA LST Project (大口径望遠鏡)運営組織

大口径望遠鏡プロジェクト組織図。手嶋（東京大学宇宙線研究所）がプロジェクト責任者（Spokesman）を務めており、D.Mazin(東京大学宇宙線研究所)がプロジェクトマネージャーをつとめている。他日本からは、林田（東大宇宙線研）、野田（MPP）、手嶋（東大宇宙線研）が光学関係のコーディネーターを務めており、窪（京大理）が焦点面検出器・電子回路のカメラコーディネーターを務めている。また、千川（近大理工）が分割鏡能動制、奥村（名古屋大 STE 研）が Winston cone、山本（甲南大理）が光検出器、中嶋(東大宇宙線研)がデータ収集、手嶋（東大宇宙線研）が電力制御のサブコーディネーターとなっている。

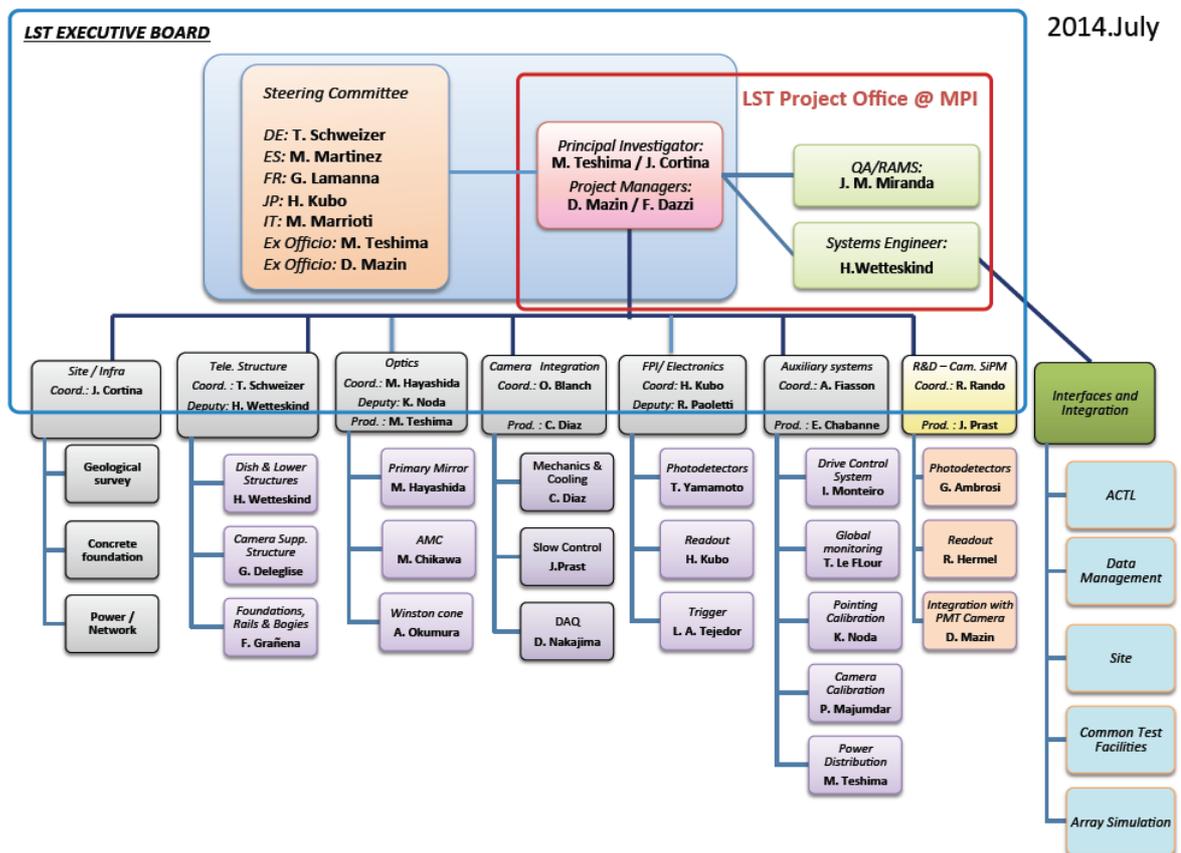


図 5.1.1 大口径望遠鏡プロジェクト組織図。

5.4. CTA-Japan の組織

1. 2014年6月現在のメンバー(計99名)、所属 Work Package

各研究グループの筆頭者が代表者

東京大学 宇宙線研究所

手嶋 政廣	教授	FPI/CAL, ELEC, MIR, SBO, MAN(Management)
吉越 貴紀	准教授	MC
浅野 勝晃	助教	PHYS
大石 理子	助教	MC
中嶋 大輔	特任助教	FPI/CAL, ELEC
林田 将明	特任助教	MIR, PHYS
大岡 秀行	技術専門職員	FPI/CAL, ELEC
木坂 将大	研究員	PHYS
田中 周太	研究員	PHYS
花畑 義隆	研究員	MIR, PHYS
井上 進	協力研究員	PHYS
齋藤 浩二	協力研究員	FPI/CAL
石尾 一馬	大学院生	ELEC, MC
荻野 桃子	大学院生	MIR
小島 拓実	大学院生	MIR
高橋 光成	大学院生	FPI/CAL
深見 哲志	大学院生	MIR, FPI/CAL

東京大学 大学院理学系研究科 天文学専攻

戸谷 友則	教授	PHYS
川中 宣太	助教	PHYS

東京大学 大学院理学系研究科 物理学専攻 素粒子論研究室

中山 和則	助教	PHYS
-------	----	------

青山学院大学 理工学部 物理・数理学科

馬場 彩	准教授	FPI/CAL, PHYS, SBO
柴田 徹	名誉教授	PHYS, MC
吉田 篤正	教授	PHYS, FPI/CAL
山崎 了	准教授	PHYS

大平 豊 助教 PHYS
 澤田 真理 助教 PHYS, FPI/CAL
 茨城大学 理学部 高エネルギー宇宙物理グループ
 片桐 秀明 准教授 FPI/CAL, MIR, PHYS
 柳田 昭平 名誉教授 PHYS
 吉田 龍生 教授 SBO, PHYS
 小野 祥弥 大学院生 MIR
 加賀谷 美佳 大学院生 MIR
 長 紀仁 大学院生 MIR, PHYS
 宇宙航空研究開発機構 宇宙科学研究所
 井上 芳幸 研究員 PHYS
 李 兆衡 研究員 PHYS
 大阪大学 大学院理学研究科 宇宙地球科学専攻 宇宙進化グループ
 藤田 裕 准教授 PHYS
 北里大学 医療衛生学部 医療工学科 診療放射線技術科学専攻
 村石 浩 講師 PHYS
 京都大学 大学院理学研究科 物理学第二教室 宇宙線研究室
 窪 秀利 准教授 ELEC, FPI/CAL, PHYS
 鶴 剛 教授 PHYS
 田中 孝明 助教 PHYS
 齋藤 隆之 特定助教 PHYS, MC, ELEC
 今野 裕介 大学院生 ELEC
 土屋 優悟 大学院生 ELEC
 畑中 謙一郎 大学院生 ELEC
 増田 周 大学院生 ELEC
 近畿大学 理工学部 理学科 物理学コース
 千川 道幸 教授 MIR
 熊本大学 大学院自然科学研究科理学専攻 宇宙理論研究室
 高橋 慶太郎 准教授 PHYS
 高エネルギー加速器研究機構 素粒子原子核研究所
 理論センター
 井岡 邦仁 准教授 PHYS
 郡 和範 准教授 PHYS

高見 一	研究員	PHYS
木坂 将大	研究員	PHYS
エレクトロニクスシステムグループ		
田中 真伸	教授	ELEC
甲南大学 理工学部 物理学科 宇宙粒子研究室		
山本 常夏	教授	FPI/CAL, ELEC, MC
猪目 祐介	大学院生	FPI/CAL
掃部 寛隆	大学院生	FPI/CAL
国立天文台 理論研究部		
井上 剛志	助教	PHYS
埼玉大学 大学院理工学研究科 物質科学部門		
寺田 幸功	准教授	FPI/CAL, PHYS
小山 志勇	大学院生	FPI/CAL, PHYS
永吉 勤	大学院生	FPI/CAL, PHYS
松岡 俊介	大学院生	FPI/CAL
東海大学 理学部 物理学科		
西嶋 恭司	教授	FPI/CAL, MC
櫛田 淳子	准教授	FPI/CAL, MC
井川 大地	大学院生	FPI/CAL, MC
梅津 陽平	大学院生	FPI/CAL
小谷 一仁	大学院生	FPI/CAL
辻本 晋平	大学院生	FPI/CAL
友野 弥生	大学院生	FPI/CAL
平井 亘	大学院生	MC
東北大学 大学院理学研究科 天文学専攻		
当真 賢二	助教	PHYS
徳島大学 大学院ソシオ・アーツ・アンド・サイエンス研究部		
折戸 玲子	講師	FPI/CAL, ELEC
名古屋大学 素粒子宇宙起源研究機構 現象解析センター 時空構造起源部門 天体観測グループ		
松本 浩典	准教授	PHYS

名古屋大学 大学院理学研究科 天体物理学研究室

福井 康雄	教授	PHYS
立原 研悟	准教授	PHYS
山本 宏昭	助教	PHYS
佐野 栄俊	研究員	PHYS
鳥居 和史	研究員	PHYS
早川 貴敬	研究員	PHYS
福田 達哉	大学院生	PHYS
吉池 智史	大学院生	PHYS

名古屋大学 太陽地球環境研究所 第3部門

田島 宏康	教授	SC-CAM
奥村 暁	助教	FPI/CAL, MIR, SC-CAM
河島 孝則	大学院生	SC-CAM
日高 直哉	大学院生	SC-CAM

広島大学 大学院理学研究科 物理科学専攻

深沢 泰司	教授	PHYS, FPI/CAL
高橋 弘充	助教	PHYS, FPI/CAL
格和 純	大学院生	PHYS

広島大学 宇宙科学センター

水野 恒史	准教授	FPI/CAL
田中 康之	助教	PHYS

宮崎大学 工学部 電子物理工学科

森 浩二	准教授	PHYS
------	-----	------

山形大学 理学部 物理学科

郡司 修一	教授	ELEC, MC
門叶 冬樹	准教授	FPI/CAL
中森 健之	准教授	ELEC, MC, PHYS

山梨学院大学 経営情報学部 経営情報学科

内藤 統也	教授	PHYS
原 敏	准教授	SAP0

理化学研究所 長瀧天体ビッグバン研究室

長瀧 重博	准主任研究員	PHYS
-------	--------	------

立教大学 理学部 物理学科

内山 泰伸 准教授 PHYS

早稲田大学 理工学術院 先進理工学部

片岡 淳 教授 FPI/CAL, ELEC, PHYS

Institute for Advanced Study, USA

村瀬 孔大 研究員 PHYS

Institute for Nuclear Physics, Karlsruhe Institute of Technology, Germany

榑 直人 研究員 MC

Max-Planck-Institute for Physics, Germany

野田 浩司 研究員 MIR

Theoretical Institute for Advanced Research in Astrophysics, Academia Sinica

Institute for Astronomy & Astrophysics, Taiwan

広谷 幸一 准教授 PHYS

2. Executive Board

CTA-Japan PI(代表者) 手嶋 政廣

CTA-Japan Co-PI(副代表) 窪 秀利

CTA-Japan Chair of CB(参加各研究機関の代表) 戸谷 友則

CTA-Japan SBO (Speaker's Bureau and Outreach) 吉田 龍生

CTA-Japan PHYS(物理) Coordinator 井岡 邦仁

CTA-Japan MC(モンテカルロ) Coordinator 吉越 貴紀

CTA-Japan MIR(鏡) Coordinator 林田 将明

CTA-Japan FPI(焦点面検出器)/CAL(Calibration) Coordinator 山本 常夏

CTA-Japan ELEC(回路) Coordinator 窪 秀利

CTA-Japan SC(Schwarzschild-Couder)-CAM(Camera) Coordinator 田島 宏康

Appendix

Declare of Intent
on the Pre-Construction Phase
of the Cherenkov Telescope Array (CTA)

(CTA 建設へ向けての趣意書)

2012年7月18日

Declaration of Intent
on the Pre-Construction Phase
of the Cherenkov Telescope Array
(CTA)

Preamble

The present generation of Cherenkov telescopes has opened a window in the domain of very high-energy gamma-ray observations. The first detailed observations of the sky at TeV energies have revealed galactic sources with complex and resolved structures in the Milky Way as well as numerous extragalactic sources.

The scientific community, which has gained an extensive knowledge with the Cherenkov telescopes H.E.S.S. in Namibia, MAGIC on the Canary Islands, and VERITAS in the United States, has proposed a project for a much more sensitive gamma-ray observatory with full sky coverage in the energy range between several 10 GeV up to 300 TeV, the Cherenkov Telescope Array (CTA).

The CTA Consortium has the ambition to provide the science community with a worldwide unique and technically innovative ground-based Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope system, with a high potential for discoveries owing to its largely improved sensitivity and spatial resolution. CTA, as an open observatory, will serve a wide astrophysics community and will provide a deep insight into the non-thermal high-energy universe, enabling scientists to tackle a variety of fundamental open questions concerning supernovae, compact objects such as pulsars and black holes, the galactic centre, star forming regions, active galactic nuclei, dark matter, quantum gravity, charged cosmic rays, and many other subjects.

Most, if not all roadmaps, mention CTA as the coming infrastructure for gamma-ray astronomers, for instance, the ASPERA and ASTRONET roadmaps, the ESFRI roadmap, and national roadmaps of most of the participating countries.

A CTA Preparatory Phase (hereinafter referred to as CTA-PP) with the involvement of a large number of European institutes is currently funded for 3 years (2010-2013) within the Seventh Framework Programme of the European Union.

Based on the very promising developments so far and the size of the collaboration of international partners which involves more than 125 institutes (hereinafter referred to as "CTA Consortium"), the signatories of this Declaration of Intent decided to enter into the Pre-construction Phase of the CTA project (hereinafter referred to as "CTA-PCP").

By signing this Declaration of Intent, the signatories – Ministries and Funding Agencies¹ – wish to express their common interest in participating in the construction and operation of CTA. They agree to work together to develop an international governance structure and funding scheme, and to elaborate all necessary steps towards taking a decision about the

¹ The Ministries or Funding Agencies may assign a university or research institute to act on their behalf.

participation in the construction and operation of CTA. The present Declaration of Intent is of limited duration and implies no legal commitment - in particular the signing of this declaration does not create any financial liabilities for the signatories for the possible future participation in the construction and operation of CTA.

1.

Participants to the Declaration of Intent

The signatories of this Declaration of Intent are Countries represented by ministries, governmental agencies or other institutions suited for this purpose. The signatories are hereafter named "Participants" or individually "Participant".

2.

Purpose

The purpose of the Declaration of Intent is:

- (1) To provide the framework for the international co-operation during the CTA-PCP, as defined in the Annex.
- (2) To define the documents to be prepared during the pre-construction phase, to enable the evaluation of the progress of all relevant aspects of the project and to prepare the decision to proceed to the construction phase.

3.

CTA Resource Board and Advisory Committees

- (1) The Resource Board of CTA (CTA-RB) oversees the work in the CTA-PCP. It consists of two representatives for each country, representing all institutions of that respective country. The representatives are appointed by the Participants. The CTA-RB shall elect a chairperson and a deputy chairperson, who become *supra partes* and leave their delegations. The Participants affected by these departures appoint replacement representatives for the CTA-RB.
- (2) Potential future Participants, which have not (yet) signed the Declaration of Intent, may send one observer to CTA-RB meetings, upon invitation from the chairperson.
- (3) The CTA-RB advises CTA on major aspects of the CTA-PCP.
- (4) Three advisory committees will be established by the CTA-RB with the following functions:
 - The Scientific and Technical Advisory Committee (STAC) will monitor and evaluate the scientific goals and the overall layout of CTA, including its technical design. It will assess the costs for the construction and operation of the facility.

- The Administrative and Financial Advisory Committee (AFAC) will work out a legal framework and an organizational scheme for the construction and operation of CTA, in close cooperation with the coordinator of the CTA-PP and the relevant CTA-PP work package coordinators.
- The Site Selection Committee (SSC) will assess, and advise on, the criteria and the process for the selection of the CTA observatory sites. The Site Selection Committee will be disbanded after the selection of the sites.

(5) The Advisory Committees will report to the CTA-RB and will work with the CTA Management to:

- Prepare by mid 2013 the elements necessary, and in particular the documents specified in the Annex, for the decision by the interested Participants to construct and operate CTA.
- Discuss the site selection process of CTA.

4.

Centres of the CTA infrastructure

The CTA research infrastructure is presently anticipated to include several centres. The criteria for the establishment and location of centres are proposed by the CTA consortium and will be decided in the CTA-RB.

5.

CTA management

The CTA management consists now of the Spokesperson, the Co-Spokesperson, the Chair of the Consortium Board, and the Project Manager. The CTA Management is responsible for the execution of the CTA-PCP according to the policies set by the CTA-RB. The spokesperson represents the present Consortium to the outside. The CTA management structure and composition are already proposed by the CTA Consortium and should be approved by the CTA-RB.

6.

Forms of Cooperation between Participating Institutions

(1) The CTA Consortium carries out all R&D and prototype work during the pre-construction phase.

(2) Within the framework of this Declaration of Intent, contributions to the design and development of CTA and its components in the CTA-PCP (e.g. personnel and equipment, production of prototypes, workshops services etc.) may be identified by the Participants or their representatives after consultation with the STAC.. These above mentioned contributions and their funding will be recorded by the Project Office and will serve as a record of contributions during the CTA-PCP.

7.

Duration

This Declaration of Intent will become effective for each Participant upon signature. It will end after the completion of the CTA-PCP, which is expected by the end of 2013. It can be extended by mutual consent of the Participants.

Any Participant may withdraw from this Declaration of Intent by giving three (3) months written notice to the CTA-RB.

8.

New Participants

This Declaration of Intent is open for accession of further Participants, upon unanimous agreement by the CTA-RB.

9.

Disputes

The Participants will do their utmost to settle amicably any differences of opinion and disputes, which may arise out of this Declaration of Intent or the co-operation itself. Participants shall have no recourse to the courts nor arbitration nor any third party jurisdiction.

10.

Changes, Language

(1) Changes of this Declaration of Intent require agreement in writing by all Participants.

(2) This Declaration of Intent is written in English language only. There are as many signed copies as there are Participants.

Annex – Description of the CTA Pre-Construction Phase

1 - Goal of the CTA-PCP

The PCP will be mainly focused on:

- The elaboration of system functional and technical requirements and identification of system concepts to comply with the science requirements.
- Convergence on a design for all CTA components, choice of the sites for all centres.
- Comparison of the system concepts against the identified needs to determine uncertainties and risks.
- Implementation, costs, schedules, organization, construction, operations, maintenance and decommissioning of CTA, taking into account the technical and programmatic constraints identified by the CTA-RB and the STAC.
- The identification and quantification of all activities and resources necessary for the construction and operation of CTA. Specification of the individual contributions of the different partners.
- The assessment of technical and programmatic risks.
- Identification of critical technologies and pre-construction activities.

2 - Deliverables

The following documents shall be prepared during the Pre-Construction Phase of CTA:

- Scientific objectives, scientific requirements, flow-down from scientific requirements to technical requirements, etc.
- Technical design Report.
- Time schedule for the construction, commissioning, operation and de-commissioning.
- Selection of the CTA Observatory sites.
- Estimate, including appropriate margins, of the cost and the cost breakdown of the design, construction, commissioning, operation and de-commissioning of CTA.
- Possible funding scenario of CTA including the estimated spending profile and the allocation of funding (cash and in-kind contributions) for the construction and operation phase and terms under which the contributors shall participate.
- Proposal concerning the organizational structure for the construction and operation of CTA including data policy and long-term use.
- Draft agreement on partnership for construction and operation of CTA.

3 - Reviews

Three external reviews shall be held during the CTA-PCP to evaluate the readiness of the project and to enable key decisions to be taken:

- A Science Performance and Preliminary Requirement Review (SPPRR) with the following objectives:

- Release of the primary high-level science goals of CTA.
- Release of the scientific requirements.
- Release of the technical requirements specification.
- Release of preliminary management, engineering and product assurance plans.

- Confirmation of the technical and programmatic feasibility of the system concepts.
 - Selection of system and operations concepts and technical solutions, including model and prototype philosophy and verification approach, to be carried forward to the construction phase of CTA.
 - Approval of the site selection process.
- A Preliminary Design Review (PDR) with the following objectives:
- Approval of science requirements and resulting project and system requirements
 - Verification of the preliminary design of the selected concept and technical solutions against project and system requirements.
 - Approval of technical requirements specifications.
 - Approval of product and work breakdown structures and specification tree.
 - Approval of management, engineering and product assurance plans.
 - Approval of the verification plan and prototyping philosophy.
 - Approval of the selection of the CTA Observatory sites.
 - Approval of the preliminary cost estimate including margins and uncertainties.
 - Funding scenarios for the CTA construction.
 - Assessment of programmatic aspects in CTA operation.
- A Critical Design Review (CDR) with the following objectives:
- Assessment of the qualification and validation status of the critical processes and their readiness for the construction phase
 - Confirmation of the compatibility with external interfaces
 - Approval of the final technical design.
 - Approval of assembly, integration and test planning.
 - Approval of processes for hardware/software manufacturing, assembly and testing.
 - Approval of the data-access model.
 - Validation of the final cost estimate including margins and uncertainties.
 - Validation of the funding scenario for the CTA construction and operation.

The SPPRR is foreseen in 2012, and the PDR in 2013 and the CDR in 2014. Additional reviews may be requested and arranged by the RB and/or the STAC as appropriate to monitor progress on specific aspects of CTA. The outcome of the CDR will be used to evaluate the readiness of the project to move into the construction phase of CTA.

Rules of Procedure and Terms of Reference for the CTA Resource Board (CTA-RB)

Article 1: POSITION AND FUNCTION OF THE CTA-RB

- 1.1 The CTA-RB is the body to exercise especially financial and organizational oversight over CTA during the CTA Pre-Construction Phase. The CTA-RB consists of the participants signing the Declaration of Intent (DoI Participants).
- 1.2 The CTA-RB approves all important issues of CTA policy, especially the ones mentioned in Article 8, and provides oversight and advice to the CTA Management.

Article 2: MEMBERS OF THE CTA-RB

- 2.1 The DoI Participants may be represented in the CTA-RB by up to two delegates per country. The representatives of the DoI Participants must be nominated by a formal letter to the Chairperson and to the CTA-RB Secretariat.
- 2.2 Any change of appointment of its delegates to the RB is to be indicated in writing without undue delay.
- 2.3 The CTA Management are ex officio members of the CTA-RB without voting rights.

Article 3: CHAIRPERSON OF THE RB

- 3.1 The CTA-RB shall elect a Chairperson and a Deputy Chairperson from the delegates of the DoI Participants. The Chairperson and Deputy Chairperson shall be appointed by consensus. Chairperson and Deputy Chairperson become *supra partes* and leave their delegations. The Participants affected by these departures appoint replacement representatives for the CTA-RB.
- 3.2 The CTA Management shall provide the CTA-RB Secretariat for the Chairperson. The Secretariat shall draft the minutes. The minutes shall give a record of the discussion and include all decisions taken by the CTA-RB at the meeting.

Article 4: CONDUCT OF BUSINESS

- 4.1 In addition to exercising the powers conferred upon him/her elsewhere by these Rules, the Chairperson shall declare the opening and closing of each meeting, shall direct the discussion, ensure observance of these Rules, accord or withdraw the right to speak, put questions to the vote and announce decisions. The Chairperson, subject to these Rules, shall have control of the proceedings of the CTA-RB at its meetings and over the maintenance of order thereat. He/she shall rule on points of order and shall, in particular, have the power to propose adjournment or closure of the debate, or adjournment or suspension of the meeting.
- 4.2 If the Chairperson finds it necessary to be absent during a meeting, or any part thereof, the Deputy Chairperson shall take the chair. A Deputy Chairperson acting as Chairperson shall have the same powers and duties as the Chairperson.
- 4.3 The Chairperson, in the exercise of his/her functions, remains under the authority of the CTA-RB.

Article 5: FREQUENCY AND CONVENING OF MEETINGS

- 5.1 The CTA-RB shall meet usually twice per year.
- 5.2 Meetings of the CTA-RB shall be convened by the Chairperson. Upon request of at least two DoI Signatories the Chair shall convene extraordinary meetings.
- 5.3 Meetings of the CTA-RB shall be convened by an invitation to all its members. The invitation shall name place, day and time of the meeting and shall be sent with at least three weeks notice; in case of emergency an extraordinary meeting may be called with a shorter notice period.
- 5.4 Meetings of the CTA-RB shall not be public. Unless the CTA-RB decides otherwise, the chairpersons of the advisory committees (SSC, STAC and AFAC) and other participants may attend meetings without the right to vote but with the right to take the floor.

Article 6: AGENDA

- 6.1 The Chairperson prepares a draft agenda in consultation with the Spokespersons of the CTA Consortium.
- 6.2 The invitation for a meeting of the CTA-RB shall indicate the draft agenda and identify the topics of proposed resolutions and contain documentation relevant for the discussion and the resolutions. Papers to be considered by the CTA-RB must be circulated at least 15 days before the date of the meeting.
- 6.3 In the case of an extraordinary meeting a detailed description of the business to be discussed shall be circulated with the notice convening the meeting.

Article 7: QUORUM

The meeting of the CTA-RB shall have a quorum if two thirds of the DoI Participants are represented.

Article 8: POWERS OF THE CTA-RB

The CTA-RB shall aim in all cases for decisions by consensus. If consensus cannot be reached, the subject should be dealt with in the next meeting once again. In the meantime, the chair shall take measures to find a solution.

The CTA-RB decides especially on the following issues:

- Admission of new parties signing the DoI
- Amendments of the DoI
- Legal Structure of the CTA Observatory
- Sites of the Observatory
- Financial Rules of the Construction and Operation Phase
- Arrangements for long-term use and operation of the CTA Observatory
- Intellectual Property Rights
- Election of its Chairperson and Deputy Chairperson
- Establishment of committees and their terms of reference
- Rules of Procedure of the RB and its Advisory Committees
- Instructions to the CTA Management

Article 9: VOTING PROCEDURE

- 9.1 Each signatory of the DoI shall have one vote in the CTA-RB. Representatives of the same country are obliged to have one joint vote.
- 9.2 For written procedure and voting via email, the voting is only valid if no signatory immediately (in three days time) objects. The Chairperson shall immediately inform the RB members of the result in writing, and shall report to the next RB meeting.

Article 10: MEETINGS

- 10.1. Within four (4) weeks after the meeting, the chairperson, with the help from the secretariat, shall send the draft minutes to all CTA-RB Members.
- 10.2 The minutes shall be approved at the next meeting. Any proposed amendments of substance shall be circulated in writing before the meeting. The approved minutes shall be sent to the CTA-RB members within 10 days.

Article 11: LANGUAGE

The working language of the CTA-RB shall be English.

Article 12: AMENDMENT TO THE RULES OF PROCEDURES of the CTA-RB and its Advisory Committees

The present Rules can be amended by consensus of the CTA-RB members

Article 13: ENTRY INTO FORCE

These Rules of Procedure of the CTA-RB enter into force on *DD/MM/2012*.

For the Argentine Republic:

Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva
Avda. Córdoba 831 (C1054AAH)
Ciudad Autónoma de Buenos Aires
República Argentina

represented by

Dr. Alejandro Ceccatto,
Nation Secretary of Co-ordination in Science and Technology,
Deputy Minister MinCyT



Signature

Heidelberg, 18 July 2012

Place and Date

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

i. A. Muskiw
Verwaltungsangest.

For the Federal Republic of Austria:

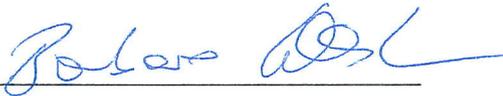
Bundesministerium für Wissenschaft und Forschung
Minoritenplatz 5
1014 Wien
Austria

represented by

Mag. Barbara Weitgruber, M.A.

Director *seiner*

Directorate for Scientific Research and International Relations



Signature

Wien, 20/11/2012

Place and Date

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

i. A. Ausleitner
Verwaltungsangest.

Stamp of the organisation



For the Federative Republic of Brazil:

For

Rede Nacional para Física de Altas Energias,
Rua Xavier Sigaud 150
Rio de Janeiro
RJ 22290-180 - Brazil

represented by

Professor Dr. Ronald Cintra Shellard
RENAFAE - Rede Nacional para Física de Altas Energias



Signature

HEIDELBERG, 18 JUL 2012

Place and Date

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

i.A. Kuslitz
Verwaltungsangest.

For France:

Centre national de la Recherche Scientifique,
3, rue Michel-Ange
75794 Paris cedex 16
France

Commissariat à l'Énergie Atomique et aux
Énergies Alternatives,
Bâtiment Le Ponant D,
25 rue Leblanc
75015 Paris CEDEX
France

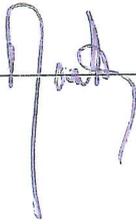
represented by

represented by

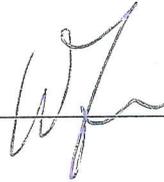
Jaques Martino,
Head of CNRS/IN2P3

Gabriele Fioni,
Head of CEA/DSM

Signature



Signature



Place and Date

Place and Date

Stamp



Stamp of the organization



Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

i. A. Busch
Verwaltungsangest.

For the Federal Republic of Germany:

Bundesministerium für Bildung und Forschung,
Heinemannstr. 2
53175 Bonn
Germany

represented by

Dr. Ing. Beatrix Vierkorn-Rudolph,
Director
Directorate 71: Large Facilities, Basic research, ESFRI Special Task

Vierkorn-Rudolph
Signature

Heidelberg 18.7.2012
Place and Date

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

J. A. Kuske
Verwaltungsangest.

For the Italian Republic:

Istituto Nazionale di Astrofisica (INAF)
INAF Headquarters
Viale del Parco Mellini 84
00136 Roma
Italy

represented by

Dr. Giampaolo Vettolani
INAF Scientific Director

G. Vettolani

Signature

Heidelberg 18/07/2012

Place and Date

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

i. A. Auslopp
Verwaltungsangest.

K O P I E

For the State of Japan:

University of Tokyo
Kashiwanoha 5-1-5
Kashiwa-shi
Chiba 277-8582
Japan

represented by

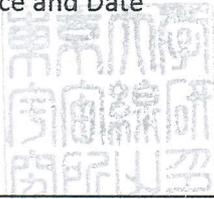
Prof. Takaaki Kajita
Director of the Institute for Cosmic Ray Research



Signature

Kashiwa, Japan, Aug. 8, 2012

Place and Date



Stamp of the organisation

For the Republic of Namibia:

Ministry of Education
Government Office Park (Luther Street)
Private Bag 13186
Windhoek
Namibia

represented by

Alfred Adriaan van Kent,
Director
Directorate of National Research, Science & Technology



Signature



Place and Date

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

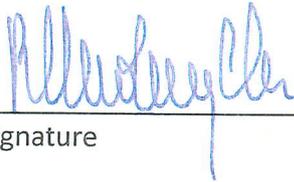
s. A. Kuskeij
Verwaltungsangest.

For the Republic of Poland:

Ministry of Science and Higher Education
20 Hoza Street
00-529 Warsaw
Poland

represented by

Prof. Barbara Kudrycka
Minister of Science and Higher Education



Signature

Warsaw, 31.10.2012

Place and Date

MINISTERSTWO
NAUKI I SZKOLNICTWA WYŻSZEGO
ul. Wspólna 1/3, 00-529 Warszawa

Stamp of the organisation

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

i. A. Muska
Verwaltungsangest.

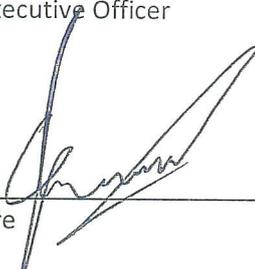
For the Republic of South Africa:

National Research Foundation
Meiring Naudé Road
Brummeria
PRETORIA
South Africa

represented by

Dr Albert van Jaarsveld,
Chief Executive Officer

Signature



Place and Date

Pretoria 16/08/2012

NATIONAL RESEARCH FOUNDATION	
Stamp of the organisation 2012-08-16	
P.O. BOX 2600 PRETORIA 0001 (012) 481 4000	

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

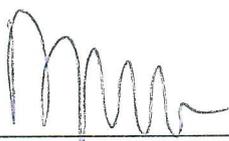
S. A. Kluske
Verwaltungsangest.

For the Kingdom of Spain:

Ministry of Economic Affairs and Competitiveness
C/ Albacete, 5
Planta 8, Este
28027 - Madrid
Spain

represented by

Román Arjona Gracia
Secretary-General for Science, Technology and Innovation



Signature

Madrid, 25 July 2012

Place and Date



Stamp of the organisation

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

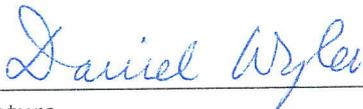
S. A. Mieske
Verwaltungsangest.

For the Swiss Confederation:

Universitaet Zuerich
Kuenstlergasse 15
CH-8001 Zuerich
Schweiz

represented by

Prof. Dr. Daniel Wyler
Prorektor MNW, Universitaet Zuerich



Signature

27. Aug. 2012

Place and Date

Prof. Dr. Daniel Wyler
Vice President
University of Zurich

Stamp of the organisation

Die Kopie stimmt
mit dem Original überein.



14. JAN. 2013

n. A. Busch
Vorsitzungsangest.

For the United Kingdom of Great Britain and Northern Ireland:

Science and Technology Facilities Council
Polaris House
North Star Avenue
Swindon SN2 1SZ
UK

represented by

Dr. Janet Seed
Acting Executive Director STFC Programmes

Janet Seed
Signature

Swindon UK 26.7.12
Place and Date



Stamp of the organisation



Cherenkov Telescope Array (CTA) の建設期前段階における合意書

はじめに

超高エネルギーガンマ線の新しい宇宙を観測する窓が、現在運用中の望遠鏡により開かれた。TeV 領域のガンマ線による観測は、銀河内のガンマ線源の複雑で多様な姿、また多くの銀河系外の天体を明らかにした。

現在運用されているナミビアの HESS, カナリー諸島の MAGIC, 米国の VERITAS により多くの技術と知識を得て、科学コミュニティーは全天を 20GeV-100TeV で高感度観測できる Cherenkov Telescope Array (CTA) を提案することとなった。

CTA コンソーシアムは、世界で唯一であり、革新的な技術を駆使し、極めて優れた感度と角度分解能を持ち、多くの発見をもたらすであろう、大気チェレンコフイメージ望遠鏡(IACT) を科学コミュニティーに提供するという志を持っている。CTA は開かれた天文台であり、広く宇宙物理コミュニティーに非熱的な高エネルギー宇宙の詳細をもたらし、超新星残骸、パルサー、ブラックホールなどのコンパクト天体、銀河中心、星生成領域、活動銀河核、暗黒物質、量子重力、宇宙線、その他多くの本質的で未解決の問題に挑戦する。

CTA は、ほとんどのロードマップ (ASPERA—宇宙素粒子研究者ネットワーク, ASTRONET—宇宙物理研究者ネットワーク, ESFRI—EC 大型研究科学フォーラム等のロードマップや参加国各国のロードマップ) において宇宙ガンマ線研究のための次世代の施設として推薦されている。

CTA 準備研究段階(Preparatory Phase) は、EU(European Union) FP7 の枠組みにおいて、現在3年間の予算でサポートされている (訳注: 結局4年間に延長された)。

今までの素晴らしい開発研究、そして125以上の国際的な研究機関をベースに、CTA Project の建設期前期段階の合意書への調印をここに決定した。

各国政府機関や予算機関*は合意書に調印することにより、CTA の建設そして運営への共通の希望的な興味を表明する事になる（*脚注：大学や研究機関は、政府機関や予算機関の信任より、それにかわる事ができる）。調印したメンバー国は、国際的な組織化、予算化の道筋に努力し、CTA の建設、運営に決定へ向けて全ての必要な努力を行なうこととする。

この趣意書は限られた有効期間（建設期前段階）を持ち、また法的な制約をもたない — 特にこの趣意書に調印することにより建設・運営に関する予算的な責務を発生することはない。

1. 趣意書への参加者

本趣意書は、この目的に同意する政府機関または研究機関により調印される。調印した国は、今後“参加者”／“参加国”とよばれる。

2. 目的

この趣意書の目的は

- 1) CTA 建設期前段階における国際協力の枠組みを作り出す(添付資料を参考のこと)
- 2) CTA 建設期前段階における必要な文章を定め、計画に関連する全てのことの進展を評価し、建設段階へ進む事の決定への準備を行なう。

3. CTA Resource Board と委員会

- 1) CTA Resource Board (以降 CTA-RB) は CTA 建設期前段階における全ての活動を監督する。CTA-RB には各国から2名が代表として出席し、その国の全ての研究機関を代表する。この2名の代表は“参加国”から任命される。CTA-RB では代表、副代表が選出され、彼らは特別メンバーとなり各国からのメンバーとしてはカウントされない。すなわち、代表、副代表を出したメンバー国は、新たな代表者を CTA-RB メンバーとして任命することができる。
- 2) 将来的に CTA-RB に参加する可能性のある国は、CTA-RB 代表の招待により、1名のオブザーバーを出席させる事ができる。
- 3) CTA-RB は CTA 建設期前段階において、重要な事柄に関してアドバイスを

行なう。

4) CTA-RB により三つの委員会が設置される。

- ・ 科学技術委員会(STAC)は CTA の科学目的、全体的な設計、技術設計について評価を行なう。科学技術委員会は施設の建設費、運用費を査定する。
- ・ 運営予算委員会(AFAC)は、CTA 準備研究 (CTA-PP) におけるコーディネーター等と密接な連携のもと、建設、運用に関する法的枠組み、組織形態をさだめる。
- ・ サイト選定委員会(SSC)は、CTA 天文台のサイト選定の条件、手順に関して評価、アドバイスを行なう。サイト選定委員会(SSC)は、サイト選定後、その役目を終了する。

5) 以上の三つの委員会は CTA-RB に報告を行い、CTA Management (首脳部) と共に

- ・ CTA の建設・運転へ向けての決定に必要な事柄を準備する、特に添付資料に示された文章を準備する。
- ・ サイト決定の手順について議論する。

4. CTA 施設・研究センター

CTA 研究施設は幾つかの研究センターからなると考えられている。研究センターの設立のための条件、場所等は CTA コンソーシアムにより提案され、CTA-RB により承認される。

5. CTA Management

CTA Management 組織は研究代表者、副研究代表者、CTA コンソーシアム代表、プロジェクトマネージャーからなる。CTA Management 組織は、CTA-RB が決定した方針に従い、CTA 建設期前段階の実行に責任を持つ。研究代表者は外部に対して CTA コンソーシアムを代表する。CTA Management 組織は、すでに CTA コンソーシアムから提案され、CTA-RB が承認する。

6. 参加する研究機関間の協力研究の形態

- 1) CTA コンソーシアムは建設期前段階において全ての開発研究、プロトタイプ研究を行なう。

- 2) 本趣意書の枠組みに従い、CTA のデザイン、開発研究における貢献、さらには CTA 建設期前段階における種々の要素（人件費、装置、プロトタイプ、加工サービス）への貢献は、科学技術委員会での議論の後、参加国、またはその代表により定められる。ここに述べた貢献、およびその予算的措置はプロジェクトオフィスにて記録され、CTA 建設期前段階における貢献の記録として残る。

7. 期間

この趣意書は、各参加者の調印後に有効となる。また、この趣意書は CTA 建設期前段階の完了とともに終了する（訳注：2013 年中頃と記されているが、2014 年中頃）。また、この趣意書は相互の了解により延長することができる。

8. 新たな参加国

この趣意書は新たな参加国にオープンであり、その加入は CTA-RB の全員一致で承認される。

9. 論争

すべての参加国は、この趣意書から、または協力関係から派生する意見の相違、論争等について、最善をつくし解決する努力を行なう。参加国は、論争について、裁判所、第三者的による法的裁判に持ち込むべきではない。

10. 変更、言語

- 1) この趣意書の変更には全ての参加国からの書類による合意が必要である。
- 2) この趣意書は英語のみで記述される。参加国の数だけ調印された趣意書のコピーが存在する。

添付資料：CTA 建設期前段についての説明

1. CTA 建設期前段の目的

CTA 建設期前段は主に以下の点について着目する

- ・ サイエンス要求仕様を満たすように、システムの機能、技術要求、システム概念の検討
- ・ 全ての CTA の要素の設計、全てのセンター施設の場所を決定する
- ・ 不定性とリスクをしらべるため、決定された設計に対して他の設計との比較
- ・ CTA-RB また科学技術委員会 (STAC) により示された技術的な制約を考慮しつつ、装置設置、価格、スケジュール、組織、建設、運転、保守、そして装置撤去
- ・ CTA の建設・運転に必要な活動、予算の検討とその評価
- ・ 技術的・一連のリスクに対する評価・査定
- ・ 重要な技術、建設期前段階の活動の同定

2. 成果・報告

以下の項目の書類が建設期前段階において作成されるべきである

- ・ 科学目的、科学からの要求仕様、科学的要求仕様から技術仕様にいたるながれ
- ・ 技術設計報告
- ・ 建設、予備運転、運転、撤去に至るタイムスケジュール
- ・ CTA 天文台サイトの決定
- ・ 設計、建設、予備運転、運転、撤去に伴う予算および予算細目の推定、十分なマージンをもった推定
- ・ 建設期、運転に伴う予算執行予定、予算化（現金、物品による貢献）、どの国が何に貢献するか等の予算化のシナリオ
- ・ データの取り扱いポリシー、長期間のデータ使用を含んだ、CTA の建設、運転のための組織案
- ・ 建設・運転にかかわる協定書ドラフト

3. 評価・評価委員会

CTA 建設期前段階において、建設準備状況を評価し、重要事項の決定を可能に

するために、3回のレビューが行なわれる。

- 科学的性能、暫定的仕様レビュー（SPPRR）が次の目的のために開かれる
（省略）

- 暫定設計レビュー（PDR）が次の目的のために開かれる
（省略）

- 最終設計レビュー（CDR）が次の目的のために開かれる
（省略）

SPPRR は 2012 年に、PDR は 2013 年に、CDR は 2014 年に開かれる予定である。追加的なレビューが CTA-RB、または STAC により要求され企画されることもあり得る。最終設計レビューはプロジェクトの建設段階に入るための準備状況を判断するために行なわれる。

CTA Resource Board (CTA-RB) の規約

- 1 条 CTA-RB の地位と役割
- 2 条 CTA-RB のメンバーシップ
- 3 条 CTA-RB の代表
- 4 条 運営
- 5 条 会議の開催
- 6 条 議題
- 7 条 会議成立の定足数
- 8 条 CTA-RB の権力
- 9 条 投票
- 10 条 議事録
- 11 条 言語
- 12 条 付記のルール
- 13 条 有効

(一般的規約に則っているので詳細についての翻訳は割愛)