

# Cherenkov Telescope Array 計画

CTA-Japan コンソーシアム

2010年8月30日





# Cherenkov Telescope Array 計画

## CTA-Japan コンソーシアム

第一版 2010 年 08 月 30 日

執筆、編集 CTA-Japan コンソーシアム <http://cta.scphys.kyoto-u.ac.jp/index.html>

連絡先 戸谷友則 [totani@kusastro.kyoto-u.ac.jp](mailto:totani@kusastro.kyoto-u.ac.jp) 手嶋政廣 [mteshima@icrr.u-tokyo.ac.jp](mailto:mteshima@icrr.u-tokyo.ac.jp)

## 目次

1. はじめに	001
2. CTA が狙う物理	011
2.1 超新星残骸	011
2.2 パルサー・パルサー星雲	013
2.2.1 パルサー	013
2.2.2 パルサー星雲	015
2.2.3 白色矮星パルサー	017
2.3 ガンマ線連星	019
2.4 銀河中心	022
2.5 拡散ガンマ線	024
2.6 活動銀河核	026
2.7 ガンマ線バースト	030
2.8 スターバースト銀河	034
2.9 銀河団	038
2.10 宇宙背景光と宇宙論	041
2.11 ダークマター探査	043
2.12 Fundamental Physics	047
2.12.1 相対論の検証	047
2.12.2 原始ブラックホールの蒸発	050
3. CTA Project	051
3.1 概要、CTA Concept	051
3.1.1 概要	051
3.1.2 イメージチェレンコフ技術	054
3.1.3 CTA 性能	058
3.2 望遠鏡パラメーター、望遠鏡の配置	062
3.2.1 望遠鏡パラメーター	062
3.2.2 大口径望遠鏡 (LST)	063
3.2.3 中口径望遠鏡 (MST)	064
3.2.4 小口径望遠鏡 (SST)	065
3.2.5 望遠鏡配置	066

3.3	モンテカルロシミュレーションによる性能評価	067
3.3.1	MC-WP の役割	067
3.3.2	シミュレーションの概要	068
3.3.3	初期の性能評価	069
3.3.4	今後の活動	072
3.4	サイト	073
3.5	光学素子ミラー	074
3.6	光検出器	076
3.7	エレクトロニクス	078
3.8	CTA オペレーション・データセンター	080
3.9	タイムスケジュール	082
3.10	EU での状況	083
4.	日本の貢献	085
4.1	CTA-Japan の戦略	085
4.2	理論	089
4.3	モンテカルロシミュレーション	092
4.4	ミラー	094
4.5	光検出器モジュール	096
4.6	エレクトロニクス	099
4.7	国内データセンター	101
4.8	建設予算 (CTA-Japan の貢献)、準備研究	102
5.	CTA 組織	105
5.1	CTA 全体組織	105
5.2	CTA-Japan の組織	110



## 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。人類が初めて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比較的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非熱的に創成された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。その後、人類が高エネルギー宇宙を見る目は衛星による GeV 領域ガンマ線、さらに地上望遠鏡による TeV 領域ガンマ線に広がり、X線で見える宇宙よりさらに激しく極限状態にある宇宙の姿が明らかになってきた。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。今や高エネルギー宇宙物理学は天文学、宇宙物理学にとって欠くことのできない重要な分野として成長した。

一方で、新しい観測は常に新しい謎を生み出してきた。最新のフェルミガンマ線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、数多くの天体の高感度観測によって初めて可能となる、高エネルギー宇宙現象の普遍性・法則性の研究が不可欠である。さらに、高エネルギー宇宙観測は、超高密度物質、ブラックホールなどの極限時空、超高エネルギー宇宙線や暗黒物質粒子の対消滅ガンマ線の探索など、宇宙論や基礎物理学の発展に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・高性能の観測装置を必要としている。

ガンマ線天文学は今まさに飛躍的発展の時代を迎えている。100 MeV 程度から数十 GeV 程度のエネルギー領域は人工衛星を用いて観測が行われているが、2008年に打ち上げられたフェルミ衛星[1]が1000を超える天体を検出し、続々と新発見が相次いでいる。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、質と量の劇的な増大と他波長との連携により、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。今や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いるのはフェルミ衛星であると言って過言ではない。



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)、CANGAROO 望遠鏡[7] (4 x 9m, Woomera, Australia)。

一方、数 10 GeV から TeV 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、大気チェレンコフ光を用いたいわゆる地上チェレンコフ望遠鏡によって行われる。地上チェレンコフ望遠鏡による高エネルギーガンマ線天文学の歴史は、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、また高感度光センサー、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 VHE ガンマ線源が発見されている[8]。また、その数のみならず、近傍の明るい天体に関しては、観測の高精度化がすすみ、天体での物理現象をより詳細に研究する事が可能になってきた。

### VHE $\gamma$ -ray Sky Map ( $E_\gamma > 100$ GeV)

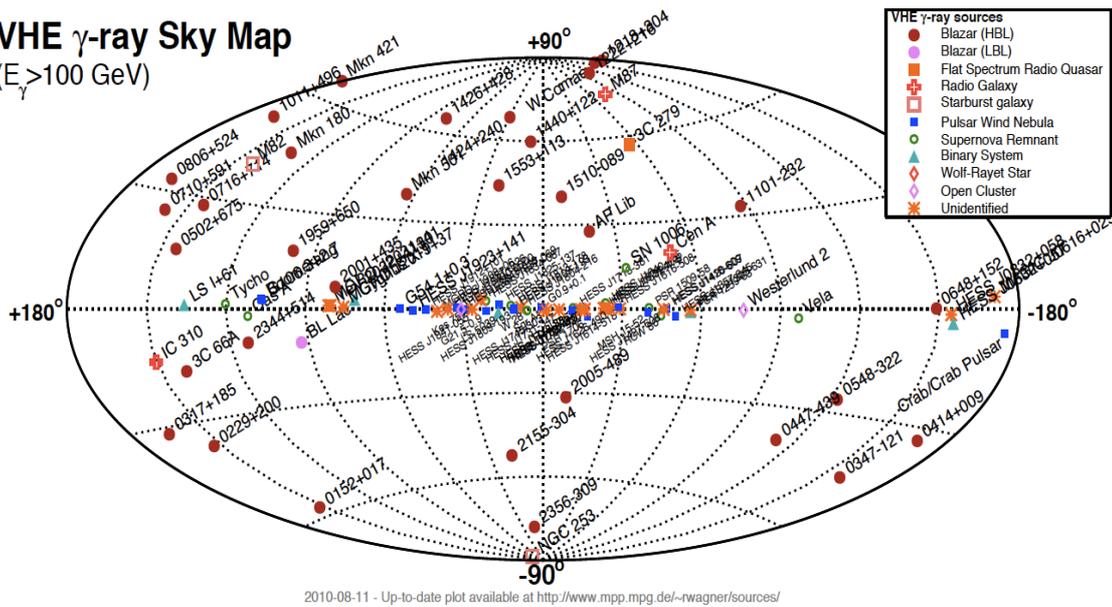


図 1.1.2 VHE ガンマ線スカイマップ。現在 100 を超える VHE ガンマ線源が観測されている[8]。

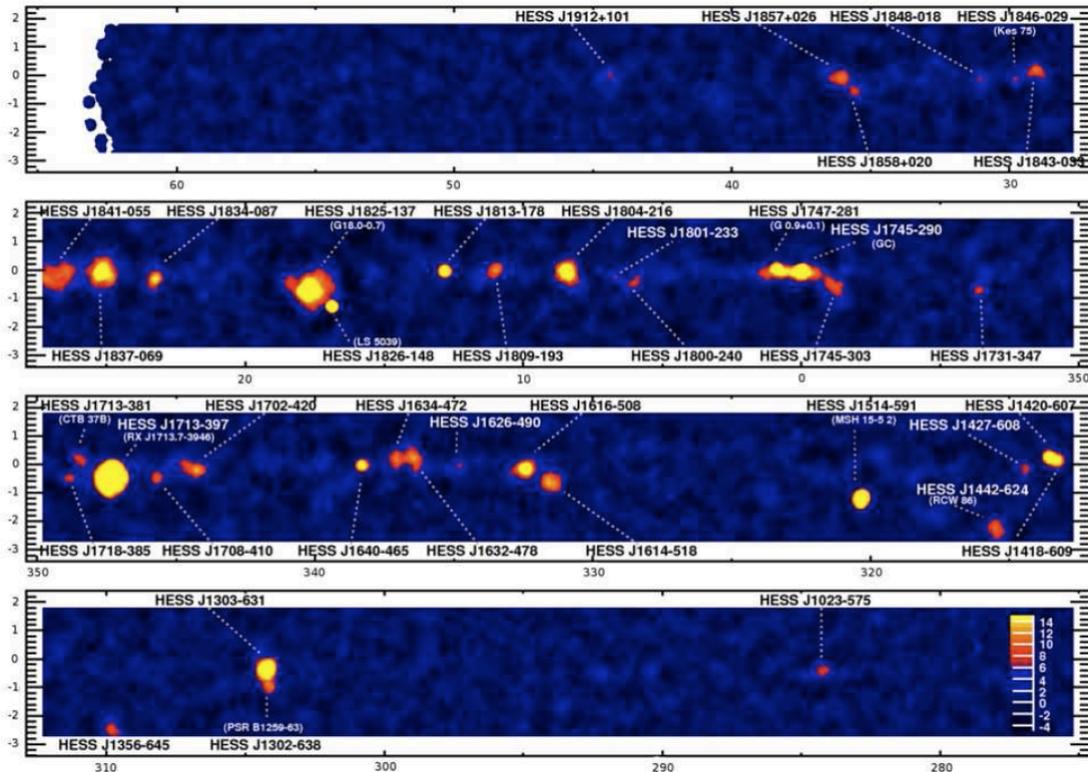


図 1.1.3 H.E.S.S. の銀河面サーベイ[9]。およそ 40 の高エネルギーガンマ線源が銀河面上に発見された。超新星残骸、パルサー星雲、X 線連星、そして銀河中心が同定されている。しかし、この中には未同定天体も多数存在する。

今後、高エネルギー宇宙物理学はどこに向かうのであろうか？ 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、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 ( $1\text{mCrab} \sim 10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ を達成) するとともに、観測可能なエネルギー領域を数  $10\text{GeV}$ - $100\text{TeV}$  とさらに拡大し、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。この計画は過去数年ヨーロッパを中心に検討が急速に進んできており、実現すれば、1000 以上の  $\text{TeV}$  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になるであろう。

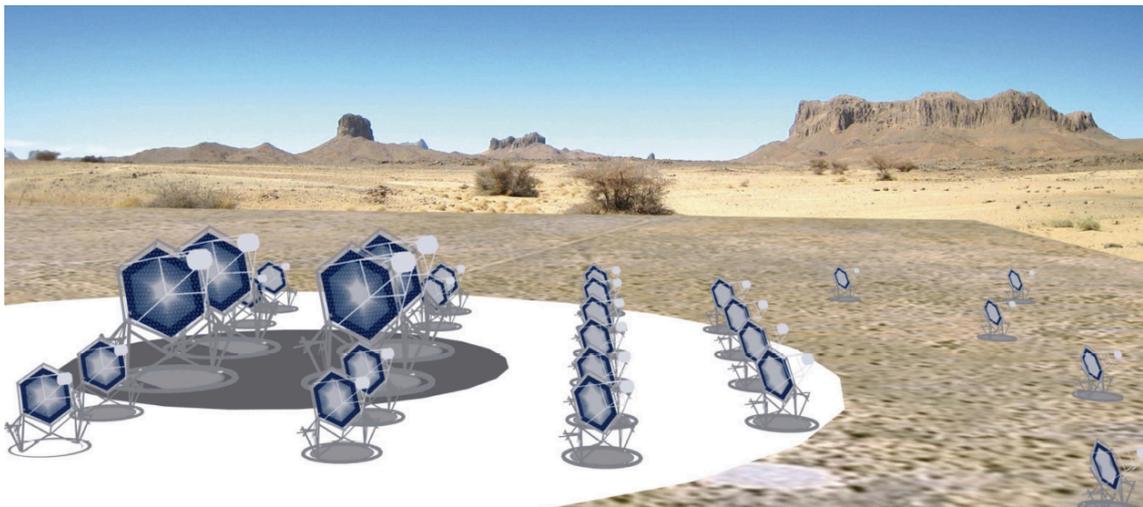


図 1.1.4 CTA の想像図[10][15]。大口径(~23m)、中口径(~12m)、小口径(~6m) のチェレンコフ望遠鏡群からなるアレイ。数  $10\text{GeV}$  から  $100\text{TeV}$  のエネルギー領域で宇宙からの高エネルギーガンマ線を高精度で測定する。

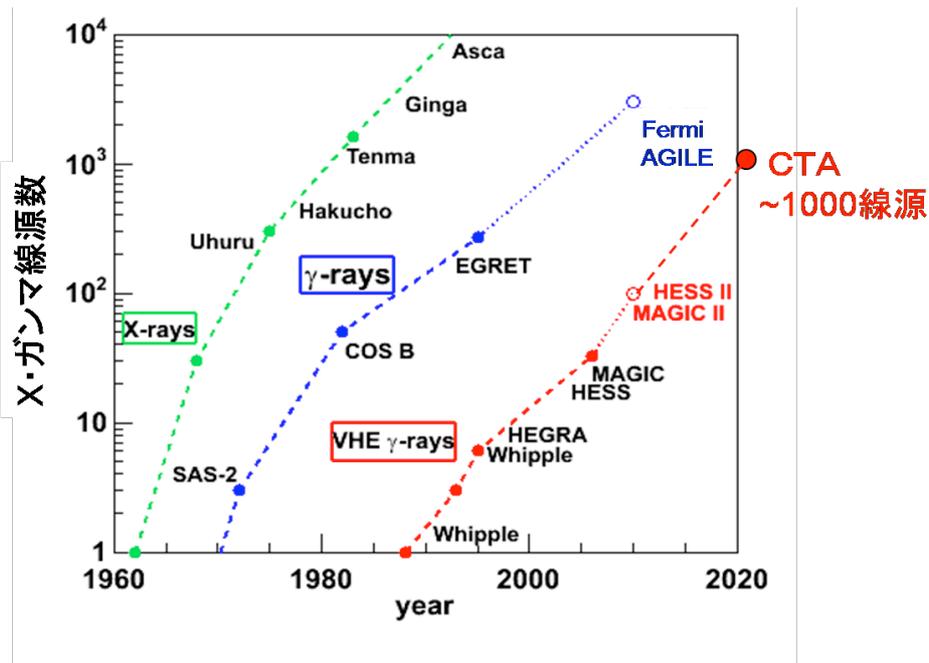


図 1.1.5 X 線源、ガンマ線源、VHE ガンマ線源の数を時間の関数として示したもの（通称 Kifune Plot と呼ばれる）。2010 年現在、およそ 100 の VHE ガンマ線源が観測されている。源の数が指数関数的に増えていることがわかる。CTA では、1000 を超える VHE ガンマ線源が観測されると期待される。

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、可視赤外宇宙背景放射と銀河形成進化、さらには暗黒物質や量子重力理論の検証などの基礎物理にいたるまで、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、Feasibility をもちあわせる。予算は、プロジェクト全体でおよそ 200 億円であり、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、ヨーロッパの物理天文分野の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。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 Roadmap において、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。最近発表され

た米国での Astronomy and Astrophysics に関する Decadal Survey の報告[14]においても、重要な地上の大型計画として、CTA が、LSST, GMST と共に強い推薦を受けている。

このような世界情勢の中、日本のコミュニティとして CTA にどのような形で参加するかが、緊急の課題として浮上していた。この分野は日本では CANGAROO グループ [7] が VHE ガンマ線天文学のごく初期の頃から活動を続けており、日本での人材育成や技術蓄積などに関して CANGAROO 実験の功績は決して小さくない。しかしながら、CANGAROO が検出報告したいくつもの天体が他の実験によって否定され、またそうした事態に対する明確な対応が迅速になされなかったこともあり、国内外からの信頼を失う結果を招いたことも事実である。また、CANGAROO-III においては、多くの期待を受けながら、他の観測装置と比して十分な性能を引き出せなかったこともマイナスの要因であった。そのような状況の中、日本の VHE ガンマ線天文学の方向性に関して、きわめて不透明な状況が続いていた。上述のように、CTA が世界の高エネルギー宇宙物理学を牽引していこうとしている中で、日本の VHE ガンマ線天文学が世界に大きな遅れをとるようなことになれば、それは日本の高エネルギー宇宙物理学や宇宙線物理学コミュニティ全体にとって歴史的な損失となることは言うまでもないであろう。

そこで、全く新しい “all-Japan” の組織体制で日本がこの重要なプロジェクトに加わるべく、宇宙線、ガンマ線、X 線、理論のコミュニティを中心に幅広く呼びかけを行って CTA-Japan Consortium [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 Partner (研究グループ)として参加を果たした。最終的に、人的貢献、実験装置開発、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 10-20% 程度の貢献をすることを目指している。国内でも関心が高まっており、現在総勢 50 名程度と、上記の目標を達成するための態勢が整いつつある。CTA-Japan の複数のメンバーは X 線衛星すざく、Astro-H、ガンマ線衛星 Fermi の主要研究者でもあり、CTA からのデータを主体として電波、光学、X 線(Astro-H)、ガンマ線(Fermi) と合わせ、多波長天文学の手法による高エネルギー宇宙物理を展開できる。これに加えて多くの若手理論家が CTA-Japan に参入しており、観測と理論が融合された形で強力にサイエンスを推進することができる。これらは、CTA-Japan および日本コミュニティの非常に大きな利点、ユニークな特徴と言って良い。

現在までにすでに、理論グループによる CTA サイエンスの検討などでは、CTA 全体の中でも目に見える形でのアクティビティがでてきている。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 として始めて研究費を獲得し開発研究がスタートした。今後さらに大型の科研費を欧州に先駆けて獲得し、CTA 全体の開発の中で日本が高いプレゼンスで活動することを目指す。CTA が部分的に稼働を開始し、最初のサイエンスデータが出て来るのは 2015-2016 年頃と予想される。その時期までに国内にもデータセンターを設け、日本人研究者が効率よくデータ解析を行い、素晴らしい成果をあげていく環境を整備する必要がある。

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義するものである。

## 参考文献

- [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] <http://www.mppmu.mpg.de/~rwagner/sources/> and <http://tevcat.uchicago.edu/>
- [9] F.Aharonian et al., *Science* 307, 1938-1942(2005)
- [10] CTA: <http://www.cta-observatory.org/>
- [11] ESFRI Roadmap:  
[http://ec.europa.eu/research/infrastructures/index\\_en.cfm?pg=esfri-roadmap&section=update-2008](http://ec.europa.eu/research/infrastructures/index_en.cfm?pg=esfri-roadmap&section=update-2008)
- [12] ASPERA Roadmap: [http://www.aspera-eu.org/images/stories/roadmap/aspera\\_roadmap.pdf](http://www.aspera-eu.org/images/stories/roadmap/aspera_roadmap.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://sites.nationalacademies.org/BPA/BPA_049810)  
<http://www.nature.com/news/2010/100813/full/news.2010.410/box/1.html>
- [15] CTA Japan: <http://cta.scphys.kyoto-u.ac.jp/index.html>
- [16] S. Funk: Private communication, Presentation at CTA meeting (Zeuthen)

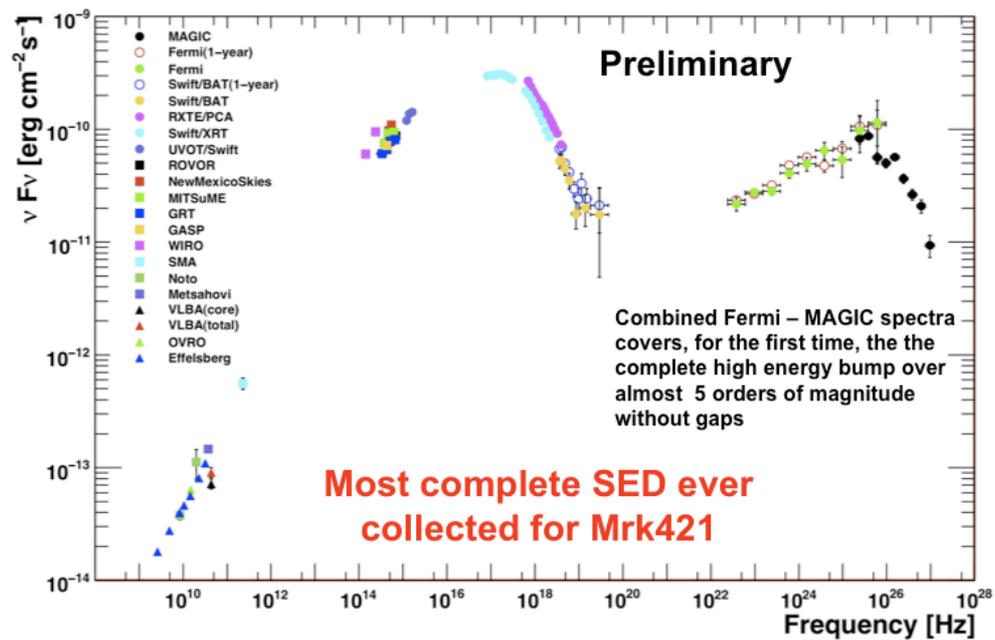
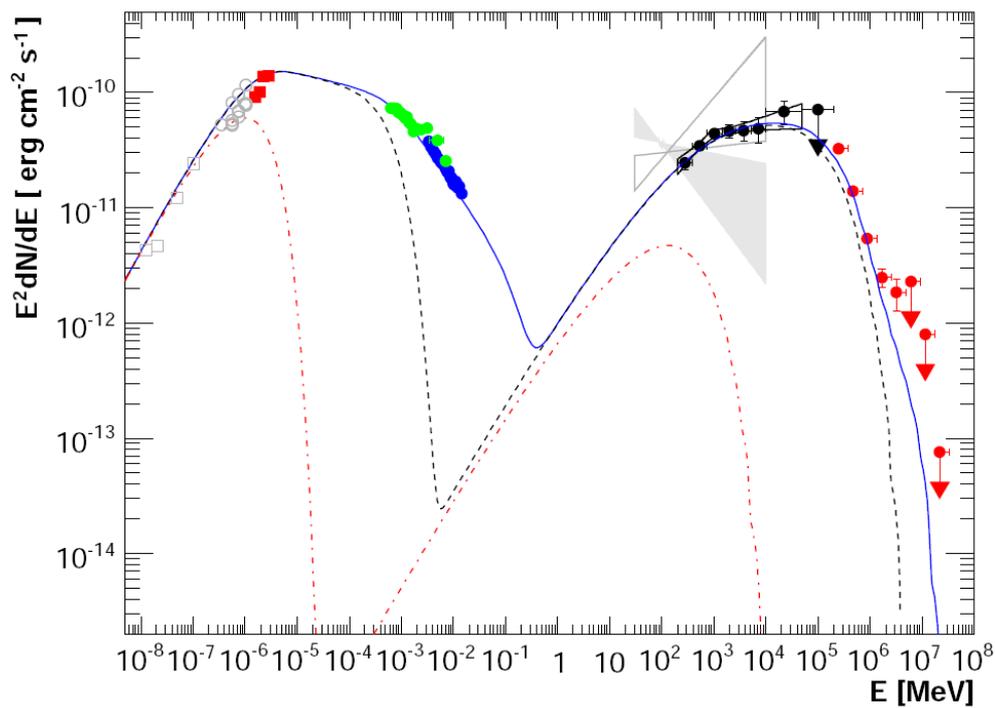


図 1.1.6 多波長天文学：(上) PSK2155-304 の多波長観測。ガンマ線領域は Fermi、HESS の観測。(下) Mrk421 の多波長観測。ガンマ線領域は Fermi、MAGIC の観測。CTA は、Fermi ガンマ線衛星のデータとつなぐことにより、より遠方の暗い天体においてもこのようなシームレスなガンマ線スペクトルを 5 桁にわたり得ることができる。

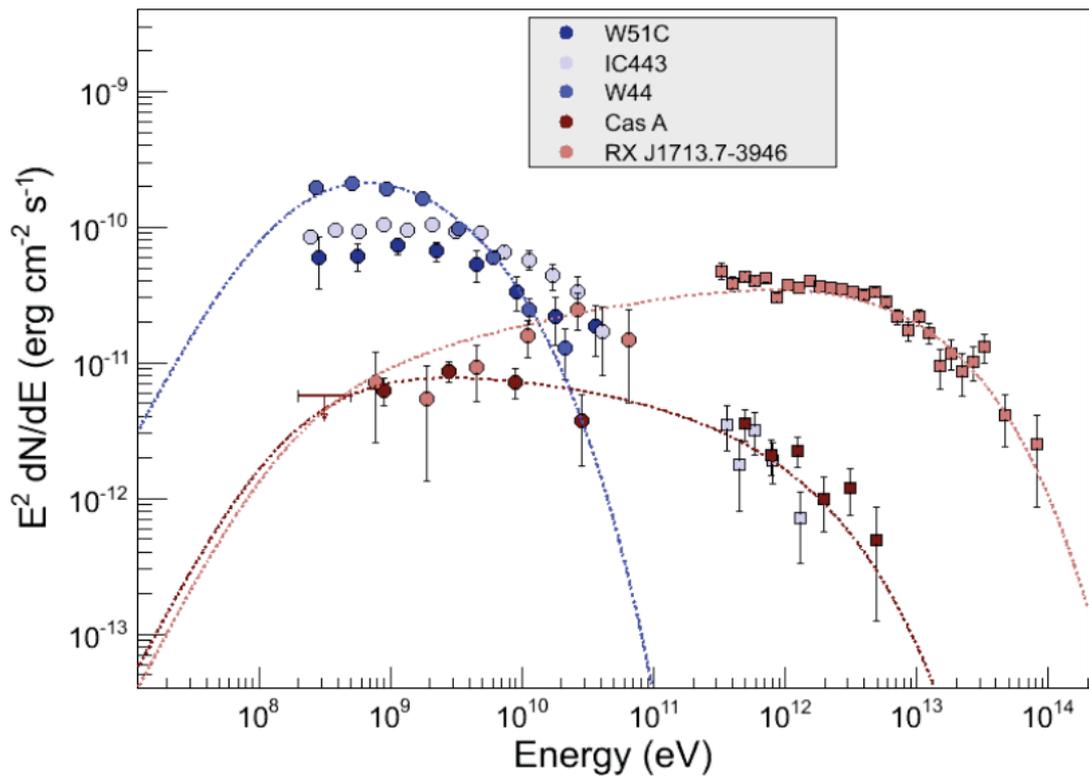


図 1.1.7 多波長天文学: 超新星残骸の多波長 100MeV-100TeV エネルギースペクトル[16]。Mid-Age の超新星残骸、W51C(30kyr), W44(20kyr), IC443(10kyr) は GeV 領域で非常に明るい。比較的若い超新星 Cas-A(0.3kyr), RXJ1713 (2kyr), IC443(10kyr) では TeV 領域まで延びている。より多くの超新星観測で、異なるエポックで超新星の状態が観測できるようになる。CTA では、30GeV-300GeV 領域でも高感度の測定が可能となり、GeV と TeV の間のエネルギーギャップを埋めることができる。



## 2. CTA が狙う物理

CTA が狙うサイエンスは非常に多岐にわたる。我々の銀河系内には、宇宙線の起源とされる超新星残骸をはじめ様々な高エネルギー天体が存在し、銀河系外でも、宇宙最大の爆発であるガンマ線バースト (GRB) や、宇宙最大のブラックホールである活動銀河核 (AGN) などが CTA のターゲットとなる。また、CTA は、銀河系外の観測によって宇宙における星や銀河の形成史を探れるばかりでなく、ダークマターの探査や相対論の検証など、宇宙論や基礎物理への貢献も可能である。以下では順に、銀河系内天体、銀河系外天体、宇宙論、ダークマター、そして *fundamental physics* について CTA が狙うサイエンスを概観する。

### 2.1. 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。

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で、宇宙線加速の研究を 10 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]、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 [5]、GeV ガンマ線望遠鏡 Fermi 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 [6, for example]、また理論面でも多くの貢献 [7-10, for example] をしている。また、現在稼働中の GeV ガンマ線天文衛星 Fermi、2014 年打ち上げ予定の X 線天文衛星 ASTRO-H のメンバーも CTA-Japan に参加しており、今後も多角的な研究が可能である。

このような努力にも関わらず、超新星残骸で加速しうる粒子の最高エネルギー、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。

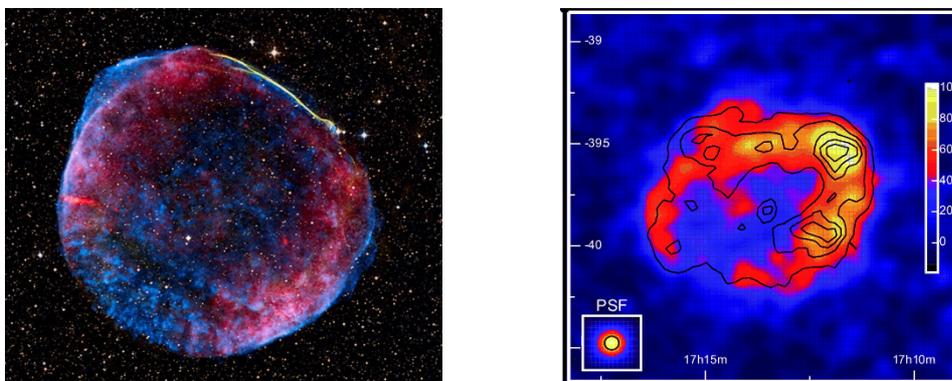


図 2.1.1. (左) X 線でみた SN1006 (credit: NASA/CXO)。青い部分がシンクロトロン X 線を示している。(右) TeV ガンマ線で見た RX J1713-3946 (カラー) [11]。等高線は X 線イメージ。

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。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が出来るようになり、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、突き止めることが可能になる。

#### (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が、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。

#### (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。衝撃波が分子雲と衝突すると、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 [12] 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と考えている。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も突き止める予定である。

以上から CTA は、100 年の謎である宇宙線の謎に迫る。

## 参考文献

- [1] Koyama, K. et al. Nature, 378 (1995) 255-258
- [2] Enomoto. R. et al. Nature, 416 (2002), 823-826
- [3] Katagiri, H. et al. Astrophys. J., 619 (2005), L163-L166
- [4] Bamba, A. et al. Astrophys. J., 589 (2003) 827-837
- [5] Fukui, Y. et al., Publications of Astronomical Society of Japan, 55 (2003) L61-L64
- [6] Abdo, A. A. et al., Astrophys. J., 718 (2010) 348-356
- [7] Yamazaki, R. et al. Astron. & Astrophys, 416 (2004) 595-602
- [8] Ohira, Y. et al. A&A, 513 (2010) A17
- [9] Inoue, T. et al. Astrophys. J., 695 (2009) 825-833
- [10] Naito, T. & Takahara, F., Journal of Physics G, 20 (1994) 477-486
- [11] Aharonian, F. et al. Nature, 464 (2007) 235-243
- [12] Ohira, Y. et al. MNRAS submitted

## 2.2. パルサー・パルサー星雲

### 2.2.1 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]）か磁気圏内部のかなり外側（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ため（磁場強度に依存する電子陽電子対生成起源の光学的厚みの違いにより、相対的に PC 説では急峻、SG・OG 説では緩やか）、長らくその帯域での観測が切望されてきた。そのような状況下において、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 2.2.1）、続いて Fermi 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、放射領域が磁気圏内部のかなり外側であることが明白になった。Fermi 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。

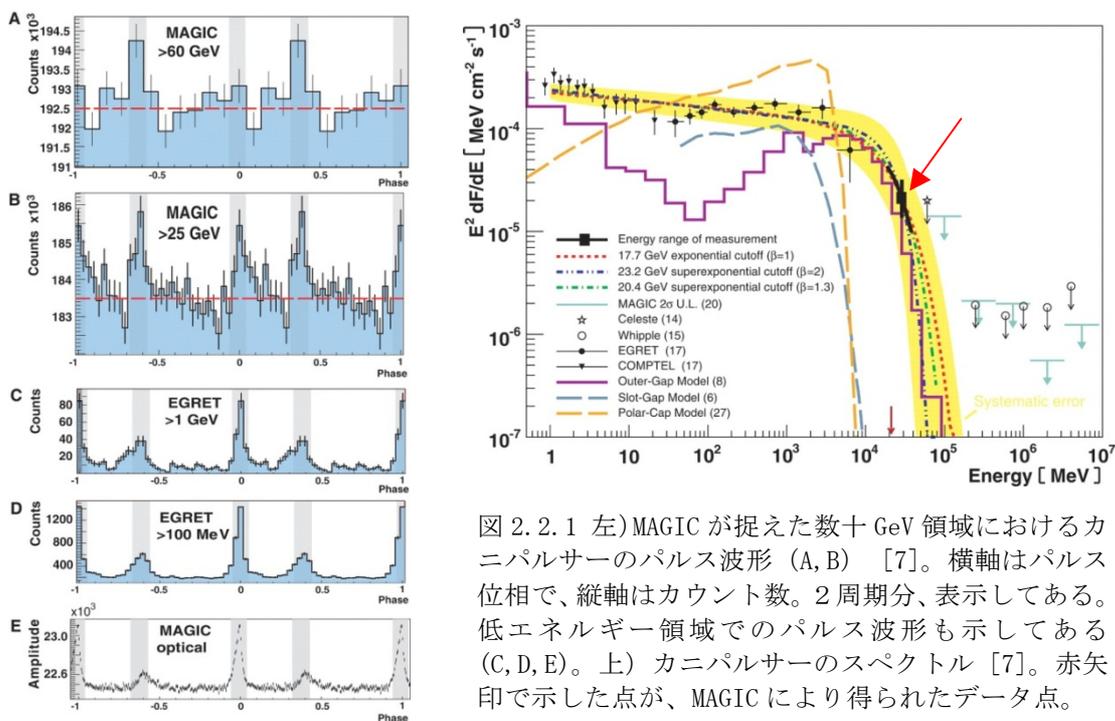


図 2.2.1 左)MAGIC が捉えた数十 GeV 領域におけるカニパルサーのパルス波形 (A, B) [7]。横軸はパルス位相で、縦軸はカウント数。2 周期分、表示してある。低エネルギー領域でのパルス波形も示してある (C, D, E)。上) カニパルサーのスペクトル [7]。赤矢印で示した点が、MAGIC により得られたデータ点。

MAGIC が地上チェレンコフ望遠鏡で初めてパルス放射を検出できた要因の一つに、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。ここから見えてくるものは、最高エネルギーへの加速がおこっている領域の構造である。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パルサーを観測することに等しく、そのガンマ線パルサーの普遍性が見えてこよう。また、時間軸に沿った磁気圏内部の進化の様子にも迫ることができる。

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 [10,11]。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明らかに異なる範疇にあることがわかる。一方で、このミリ秒パルサーのスペクトルは若いガンマ線パルサーのスペクトルと非常に似ており、放射メカニズムが共通であることが示唆されている [11]。CTA ではそれらの high-end を比較することで、別角度から検証をおこなうことができる。

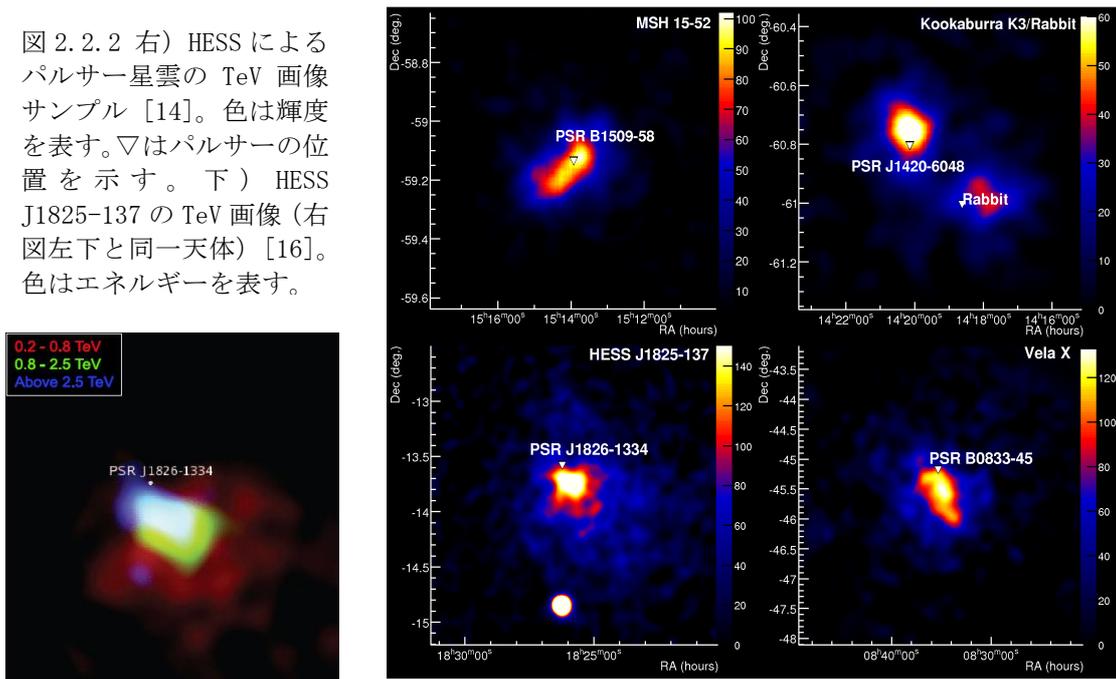
### 2.2.2 パルサー星雲

パルサーから解放されるエネルギーのうち、パルス成分として放射されるエネルギーは高々数%のオーダーである。残りの大部分は“パルサー風”として放出される。パルサー風とは磁気圏内で作られた電子陽電子プラズマから成る相対論的赤道風であり、そのローレンツ因子は  $10^6$  にも及ぶ。このパルサー風が衝撃波を経て内部エネルギーを獲得し、シンクロトロン放射及び逆コンプトン放射で輝く [12,13,14]。これがパルサー星雲である。

パルサー星雲は他波長で同定された TeV 天体の中で最大種を成し、その存在感は高エネルギーでより一層際立ってくる [15]。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ていることの証明である。パルサー星雲の積年の課題は、その加速器の構造の解明である。その中には、他天体とも興味を同じくする加速メカニズムはもとより、パルサー星雲独特の魅力としてのパルサー風の特徴（組成、磁化率、立体角など）などが含まれる（例えば [13]）。それらを解くには多波長観測により、シンクロトロン成分と逆コンプトン成分を同等に抑えることが重要である。歴史的に前者の観測が先行していたが、HESS による地上チェレンコフ望遠鏡のステレオ観測が開始されると状況は一変した。特にイメージが取得されるに及び、シンクロトロン成分と比べて、逆コンプトン成分が空間的に大きく広がり、また、パルサーと周囲のシンクロトロン星雲からオフセットしていることがわかった（図 2.2.2） [14]。さらに、一部の天体においてはパルサーから離れるにつれ、スペクトルが軟化していることも明らかになった（図 2.2.2） [15,16]。近年の X 線による衝撃波近傍の撮像分光 [17,18]、飛躍的な

MHD シミュレーションの進歩 [19,20]、及び、これらの良質な TeV 領域での観測結果が、基本的な枠組み [12,13,14] が提唱されてから 20 年以上停滞していたパルサー星雲の理解を一気に推し進めている。CTA はさらに優れた角度分解能と大面積により、この流れを牽引する役割を担う。特に、空間的なスペクトルの変化と逆コンプトンでの折れ曲がりを抑えることは、TeV 放射粒子の拡散・冷却と系の年齢に密接に関連し、これまでには手に入れることのできなかった物理量をベースにした新しいアプローチを可能にする。

図 2.2.2 右) HESS 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) HESS 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。



パルサー星雲において、TeV 放射がパルサーとその周囲の X 線シンクロトン星雲とオフセットしているという観測結果は、他波長で同定のついていない“TeV 未同定天体”の正体がパルサー星雲である可能性を提起する。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逆コンプトン星雲が卓越してくると予想される [24,25]。パルサーがその固有運動により若いころに相対論的粒子を撒き散らしていた領域から抜け出ると、そこには TeV 星雲だけが観測されるのかもしれない。TeV 未同定天体は TeV 天体において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。パルサー星雲以外にも様々な可能性が検討され、実際に、他波長では窺い知ることのできない物理現象を反映しているのかもしれない [26,27,28,29]。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よう。

また、近年取りざたされる電子陽電子宇宙線過剰問題に関しても、天体起源の総量を

定量的に評価することが重要である [30,31,32,33]。パルサー星雲はその主要候補であり [34]、これまで見えていなかった TeV 放射成分を CTA が捉えることで、より現実的な評価を可能にすると期待される。

### 2.2.3 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、前章のとおり、電波パルサー、ミリ秒パルサー、マグネター、中心コンパクト天体、GeV パルサー、TeV 星雲といった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。ヒントとなるのは「白色矮星パルサー」の探査である。白色矮星は、中性子星よりも自転が 3 桁遅く、磁場が 3~6 桁弱く、サイズが 3 桁大きい天体である。磁気圏は中性子星と同質たるものの [35]、未だパルサーとしては検出

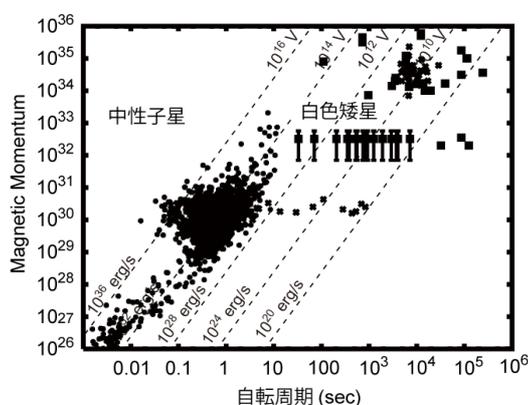


図 2.2.3 パルサーの自転周期-磁気モーメントのダイアグラム。各点が個々のパルサーを表す。

されていない。桁で物理量を振る事が本質となる。図 2.2.3 を見る限りでは、強磁場白色矮星は一種のマグネターに相当し、高エネルギー粒子からの光子が放射されてい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 [36]、X 線では熱的放射が混入し探査が難しい。CTA で TeV 放射を発見すれば、疑いもなく白色矮星パルサーである。さらに、同時期に稼働する X 線衛星 *ASTRO-H* と協調すれば、より定量的な議論に発展する。白色矮星は極めて数が多く、系内宇宙線の寄与を定量化する上でも重要な研究となろう。

### 参考文献

- [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] Abdo, A. A., et al. 2009, ApJ, 699, 1171
- [11] Abdo, A. A., et al. 2009, Science, 325, 848
- [12] Rees, M. J. & Gunn, J. E. 1974, MNRAS, 167, 1
- [13] Kennel, C. F. & Coroniti, F. V. 1984, ApJ, 283, 694
- [14] Kennel, C. F. & Coroniti, F. V. 1984, ApJ, 283, 710
- [15] <http://tevcat.uchicago.edu/>
- [16] Arons, J. 2008, in "Neutron Stars and Pulsars, 40 years after the discovery", ed. W. Becker
- [17] Funk, S. 2008, Advances in Space Research, 41, 464
- [18] Aharonian, F. et al. 2006, A&A, 460, 365
- [19] Funk, S. 2008, Proc. Of the 30<sup>th</sup> ICRC, 2, 605
- [20] Weisskopf, M. C. et al. 2000, ApJ, 536, 81
- [21] Mori, K. et al. 2004, ApJ, 609, 186
- [22] Komissarov, S. & Lyubarsky, Y. 2004, MNRAS, 349, 779
- [23] Del Zanna, L., Amato, E. & Bucciantini, N. 2004, A&A, 421, 397
- [24] de Jager, O. C. & Djannati-Ataï, A. 2008, in "Neutron Stars and Pulsars, 40 years after the discovery", ed. W. Becker
- [25] Tanaka, S. J. & Takahara, F. 2010, ApJ, 715, 1248
- [26] Yamazaki, R. et al. 2006, MNRAS, 371, 1975
- [27] Matsumoto, H. et al. 2007, PASJ, 59, 199
- [28] Bamba, A. et al. 2007, PASJ, 59, 209
- [29] Ioka, K. & Meszaros, P. 2010, ApJ, 709, 1337
- [30] Adriani, O. et al. 2009, Nature, 458, 607
- [31] Chang, J. et al. 2008, Nature, 456, 362
- [32] Torii, S. et al. arXiv:0809.0706
- [33] Abdo, A. A., et al. 2009, Phys.Rev.Lett. 102, 181101
- [34] Kawanaka, N., Ioka, K. & Nojiri, M. M. 2010, ApJ, 710, 958
- [35] de Jager O.C. 1994, ApJS, 90, 775-782
- [36] Terada Y. 2008, PASJ, 60, S25-S35

### 2.3. ガンマ線連星

現在までに PSR B1259-63/SS2883、LS 5039、LS I +61° 303、Cyg X-1 の 4 天体が TeV ガンマ線連星として知られている。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]。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ている [2]。

PSR B1259-63/SS2883、LS 5039、LS I +61° 303 では、連星系の公転位相と同期した TeV ガンマ線放射が見つかった。一方、Cyg X-1 は間欠的（フレアー的）な放射が見つかった。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 [3]。LS I +61° 303、Cyg X-1 には、X 線で間欠的な放射が報告されている。図 2.3.1 に示すように、これらの TeV ガンマ線連星では、ジェットからのガンマ線放射モデルと、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。

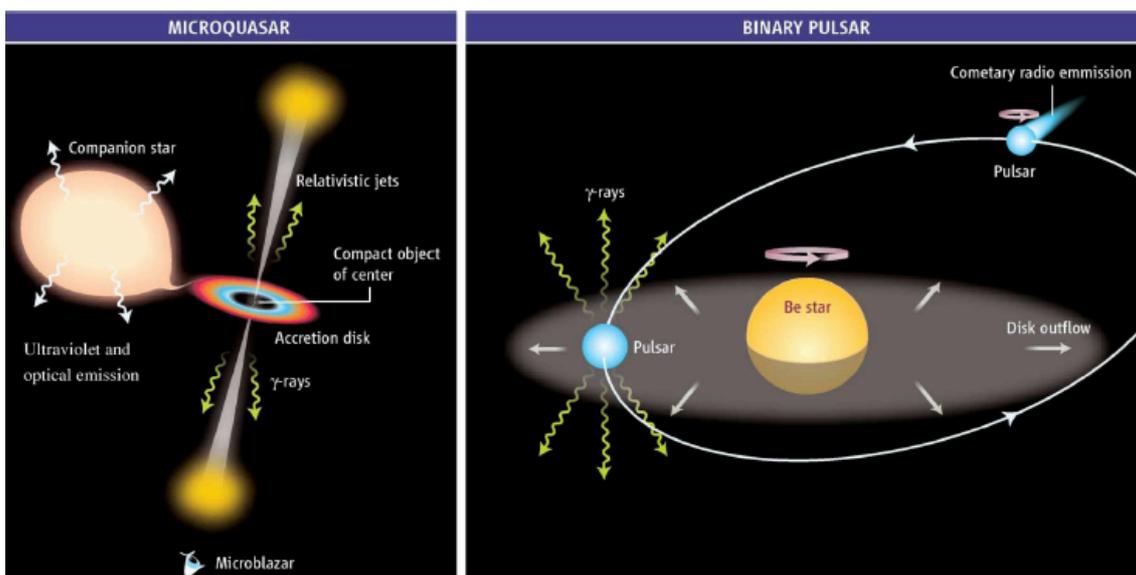


図 2.3.1 高密度天体を含む連星系からのガンマ線放射の模式図。(左) 大質量星から高密度天体へ質量降着があり、ジェットが生成されている連星系。マイクロクエーサーと呼ばれる事もある。このタイプの連星系では、ジェットがガンマ線放射を担っていると考えられる。(右) 高密度天体が大質量星の Be 型星と連星系をなし、Be 型星の円盤と高密度天体が周期的に相互作用をしている。このタイプの連星系では、この相互作用がガンマ線放射を担っていると考えられる [4]。

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。とりわけ、日毎の時間変動の観測が重要である。なぜなら、PSR B1259-63/SS2883 は近星点前後の数日で著しい変化を示し、LS 5039、Cyg X-1 は数日の公転周期と同じ時間変化を示し、LS I +61° 303、Cyg X-1 は 1 日スケールで変化する間欠的な放射が期待されるからである。また、LS 5039、HESS J0632+057 は硬い（フラットな）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、同様に硬いエネルギー分布を持つ連星系が多数存在すれば、現在は TeV ガンマ線が検出されていなくても、高エネルギー領域の観測で発見される可能性が高い。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。一方、マイクロクエーサーの相対論的ジェットは TeV ガンマ線放射源であることが期待されているが、これまでにマイクロクエーサーから TeV ガンマ線が検出された例はない。そのため、TeV ガンマ線連星の一部がマイクロクエーサーである事が証明されれば、マイクロクエーサーの研究の進展におおいに手助けになるであろう。さらに他の波長の研究と合わせて、中心天体がブラックホールである確証がつかめれば、ジェット天体の TeV ガンマ線連星の放射機構の研究が星質量のブラックホールの理解につながると期待される。さらに、マイクロクエーサーは、遠方銀河の活動銀河核の小スケール版として共通の構造が多くあり、遠方で詳細を検証出来ない活動銀河核と大質量ブラックホールの性質を理解する手助けになると期待される。このように、TeV ガンマ線連星の研究は、そのカテゴリーの研究にとどまらず、宇宙線の加速、星の大気、ブラックホール、活動銀河核と言った、様々な天体現象の研究と密接に結びついている。

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 [5] 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 [6]、LS 5039 [7] 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 ガンマ線観測衛星 Fermi 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 ([3] とその reference 論文)。従って、CTA による TeV ガンマ線の観測結果を、X 線観測衛星 SUZAKU、GeV ガンマ線観測衛星 Fermi の結果に照らし合わせて研究を行う環境が整っている。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 [8] 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 [10]。また、この研究を B1259-63/SS2883 に適用した研究 [11] から、ピークの位置と Be 型星円盤を高密度天体が通過する位相は一致しないことが示されている。他にも、B1259-63/SS2883 のパルサー風に注目した研究 [12] も行われており、CTA の研究成果を受けて、理論研究を進めることが可能な状況である。

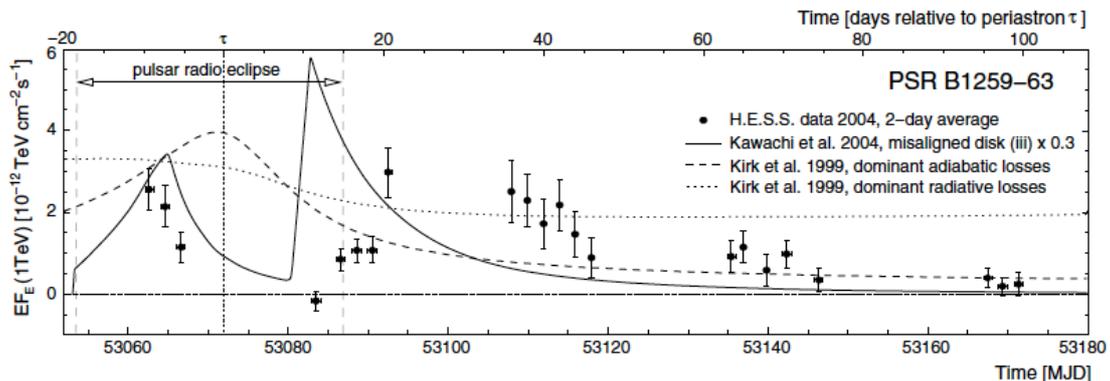


図 2.3.2 H.E.S.S.による B1259-63/SS2883 の TeV ガンマ線放射の時間変動 [9]。近星点をはさんで二つのピークがある。実線は、中性子星と Be 型星円盤の相互作用領域からの TeV ガンマ線放射モデルの予想値 [8] である。この時点で最も観測を説明している。

また、TeV ガンマ線連星の一部のガンマ線放射機構が高密度天体と Be 型大質量星の円盤（星風）の相互作用に起因しているなら、二個以上の大質量星含む連星系でも、同様に高いエネルギーの状態の星風が相互作用することで、TeV ガンマ線を放射する。例えば、WR（Wolf-Rayet 星）と OB 型星の連星系にこのモデルを適用し、実際の天体でのガンマ線放射の強度を議論する研究 [13] がされている。また、大質量星連星系の代表格である  $\eta$  カリーナの非熱的放射を星風同士の相互作用の 3 次元シミュレーションによって調べた研究 [14] がなされている。こうした研究をはじめとして、大質量星連星系の TeV ガンマ線放射強度が議論されているが、現行の TeV ガンマ線望遠鏡で検出されるとの結果は得ていない。CTA では、感度が一桁以上良くなるよう設計される事

から、大質量星連星系も十分に検出可能になると期待している。観測結果から、銀河宇宙線の起源として大質量星連星系と大質量星が有効であるかが、議論できる。

## 参考文献

- [1] Paredes, J.M., AIPC 1085 (2008) 157-168 (arXiv:0810.4428)とその references
- [2] Hinton, J. A. et al., *Astrophys. J. Lett.* 690 (2009) L101-L104
- [3] Abdo, A.A., et al., *Astrophys. J.* (2010) in print (arXiv:0910.5520v1)
- [4] Mirabel, I.F., *Science* 312 (2006) 1759-1760
- [5] Hirayama, M., et al., *Astrophys. J.* 521 (1999) 718-722
- [6] Uchiyama, Y., et al., *Astrophys. J.* 698 (2009) 911-921
- [7] Takahashi, T., et al., *Astrophys. J.* 697 (2009) 592-600
- [8] Kawachi, A., Naito, T., et al., *Astrophys. J.* 607 (2004) 949-958
- [9] Aharonian, F., et al., *Astron.&Astrophys.* 442 (2005) 1–10
- [10] Romero, G. E., Okazaki, A. T., et al., *Astron.&Astrophys.* 474 (2007) 15-22
- [11] Naito, T., et al., *ASPC* 422 (2010) 69-76
- [12] Takata, J., Taam, R.E., *Astrophys. J.* 702 (2009) 100-113.
- [13] Benaglia, P. and Romero, G. E., *Astron.&Astrophys.* 399 (2003) 1121–1134
- [14] Okazaki, A. T., et al., *Mon.Note.Roy.Astro.Soc.Lett.* 388 (2008) L39-L43

## 2.4. 銀河中心

我々の銀河系中心領域には  $10^6$  倍太陽質量の超巨大ブラックホール (Sgr A\*) が存在し、また超新星残骸、パルサー星雲、そして、ダークマターといったガンマ線を放射する天体が豊富に存在している。図 2.4.1 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]。しかしながら、この放射がどのような天体からの放射なのかは、未だ謎のままである。

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、パルサー星雲起源の場合、数時間以下の時間変動は期待されない。一方で、Sgr 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、X 線では Sgr A\* から数十%の強度変動が数分周期で検出されている

[4]。現状ではガンマ線からは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。

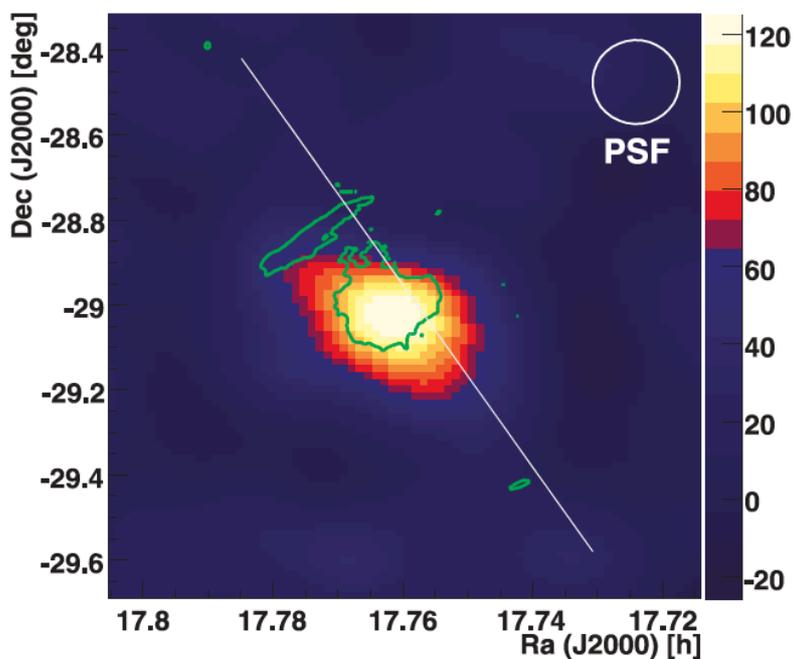


図 2.4.1 銀河系中心方向のガンマ線強度マップ [3]。カラーがガンマ線強度。緑は電波の強度分布。白直線は銀河面。

また、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れると期待される。

## 参考文献

- [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

## 2.5. 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ままでもないが、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散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1GeV-1PeV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。

拡散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領域での拡散ガンマ線スペクトルを明らかにしようとしている。TeV領域の拡散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500GeV領域の宇宙線反陽子、1TeV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 $\gamma$ 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 $\gamma$ 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 の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

## 2.6. 活動銀河核

活動銀河核 (Active Galactic nucleus : AGN) とは銀河の中でも中心核が明るく輝いている天体である。その中心には太陽の約一億倍の質量をもつ超巨大ブラックホール (Super-Massive Black Hole: SMBH) が存在すると考えられており、SMBH をエネルギー源として光速に近い粒子・プラズマを噴き出す「相対論的ジェット」を有する AGN も存在する。その模式図を図 2.6.1 に示す。中でも「ブレイザー」と呼ばれる天体は、相対論的ジェットが観測者の視線方向に噴出しており、相対論的ビーミング効果でジェットが強烈に輝いて見えることが最大の特徴である。その放射は電波からガンマ線に至る

広範囲にわたって観測されている。

銀河系外のガンマ線天体のほとんどがブレイザーであり [1]、そのガンマ線放射強度は時に数分という短時間で大きな変動を示すことが知られている [2]。よってガンマ線放射は SMBH 近傍のジェットの状態を色濃く反映していると考えられ、ジェットからの高エネルギーガンマ線放射を観測することは SMBH とジェットの関わりを理解するためにも非常に有効である。しかしながら、ジェットの加速・放射機構、構造、そして粒子組成といった基本的な物理は未だに理解に乏しい。



図 2.6.1 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り、ジェットを正面から見ているものがブレイザーである。また、ジェットを横から見ているのが電波銀河である。© Aurore Simonnet, Sonoma State University.

ブレイザーの典型的な放射スペクトルを図 2.6.2 に示す。図にある様に、光度のピーク位置が高エネルギー側になるほど絶対光度が低くなる傾向がある。この関係は「ブレイザーシーケンス」と呼ばれており [3]、ジェットの放射機構や周辺環境への種族依存性を表していると考えられるが [4]、実際どのような物理が背後にあるかは未だ謎である。この理解には多波長のデータと幅広いガンマ線領域のデータを用いた系統的なブレイザーの研究が必須である。

理論的には光度ピーク位置や高エネルギー端のカットオフの有無などスペクトル形状に関する議論がされている [5] が、現状のガンマ線の観測データからは主にベキ関数のみの議論に留まっている。CTA の感度があれば、理論と十分に比較できるスペ

クトル形状に関する詳細な情報が得られることが期待される。また、これまで分スケールの変動までしか観測できなかったが、秒スケールの超短時間ガンマ線変動までもも捉えられる。すると、粒子の加速・冷却の時間スケールを考慮することで、粒子組成やジェット構造にも踏み込んだモデルの議論も可能となる。もし超短時間ガンマ線変動が発見されれば、ジェットが単一ではなく複数のジェットから形成されている可能性や、ジェットの速度を示すローレンツ因子が我々の想像の 10 程度と比べて遥かに高速な 100 以上という可能性にまで迫れる。そして、多波長のデータと組み合わせることで現状時間変動を含んでいない単一構造領域放射モデルでの議論から、時間変動まで含んだ複雑なジェット構造モデルでの議論が可能となる。

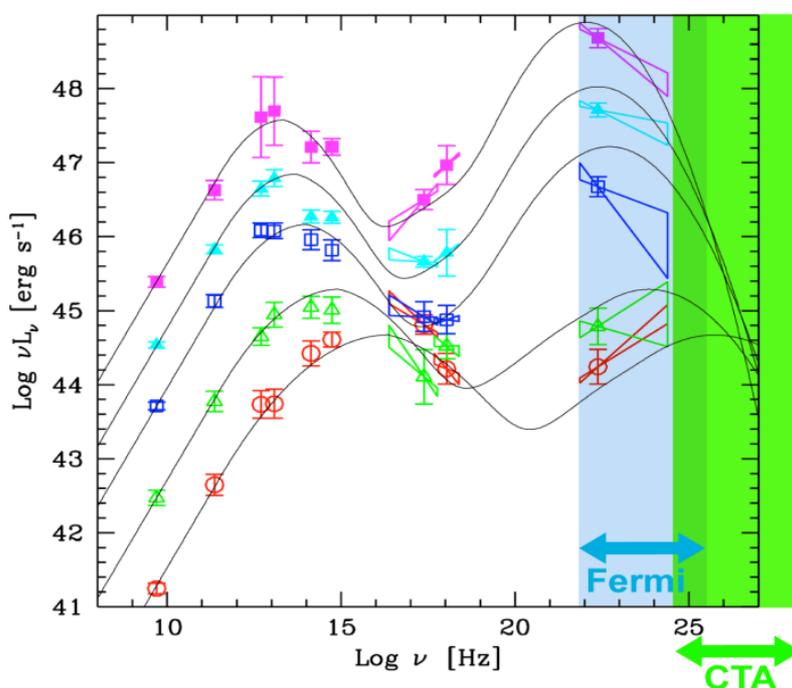


図 2.6.2 典型的なブレイザーの放射スペクトル（ブレイザーシークエンス、[3] より）。横軸は観測周波数、縦軸が光度。点は観測の平均値、実線は放射モデル。ハッチの青は Fermi、オレンジは CTA の観測領域。

ブレイザーシークエンスにおけるガンマ線観測領域は 1990 年代の CGRO 衛星のデータに基づいているため、100MeV-30GeV と極めて狭い領域である。しかし、CTA が圧倒的な感度を誇る GeV-TeV 帯域と Fermi 衛星による MeV-GeV 帯域の観測を合わせることで、100MeV から 10TeV を超える 5 桁以上にも渡る幅広いガンマ線領域での詳細なスペクトルが得られる。また、現状の約 30 から飛躍し数百ものブレイザーが検出されると期待されている。ここから系統的に研究を進めれば種族間の関係が明確になり、ブ

レーザーシーケンスの起源に迫ることが出来ると期待される。

さらにブレーザーの「宇宙論的進化」を探る系統的な研究も実施が可能となる。CTAによって 100 GeV 以下の感度が劇的に向上するので、遠方  $z \sim 2$  までの天体を観測できることが期待されている [6]。銀河や AGN の密度分布さらに宇宙における星形成率は  $z \sim 1-2$  でピークを持つことが知られており [7]、 $z \sim 2$  まで到達することは他の種族との統合的理解には必要不可欠である。ジェットをもたない AGN と比較してジェットをもつ AGN がどのような物理状態・環境にあるのかを系統的に探れば、ジェットの形成問題に初めて宇宙論的進化の視点からも踏み込むことが出来る。

ブレーザーに加えジェットを横から見た「電波銀河」からの 100 GeV 以上の放射は現在、数個からしか報告されていないが、CTA によって数十個検出されると期待される。ブレーザーとの比較により、ジェットを持つ AGN の統合的理解が進展するであろう。さらに、近年 Fermi 衛星によって、電波銀河の中心核近傍（10 光年程度）ではなく、ローブと言われるジェットの終端の広がった領域（100 万光年程度）からのガンマ線放射も確認された [8]。これはローブのような巨大スケール内でも着実に粒子加速が起っていることを意味しており、この現場の粒子加速には、SMBH 近傍での粒子加速機構とは異なる機構が働いている可能性がある。しかし、ローブからのガンマ線の放射は、現在 Cen A からの一例が確認されただけで、しかもスペクトルも 10 GeV 程度までしか取得されていない。従来のチェレンコフ望遠鏡より広い視野と高い感度を持つ CTA を用いて他の電波銀河ローブも観測して、ガンマ線放射がどのエネルギーまで伸びているかと調べることは、宇宙線の加速原理やガンマ線放射機構を考える上でも重要なことである。

## 参考文献

- [1] Abdo A. A. et al., 2010, ApJ, 715, 429
- [2] Aharonian F., et al., 2007, ApJ, 664, L71; Albert J. et al., 2007, ApJ, 669, 862
- [3] Kubo H. et al., 1998, ApJ, 594, 693; Fossati G. et al., 1998, MNRAS, 299, 433
- [4] Ghisellini G., et al., 1998, MNRAS, 301, 451
- [5] Inoue S., & Takahara F., ApJ 1996, 463, 555; Böttcher, M. 2007, Ap&SS, 309, 95
- [6] Inoue Y., Totani T., & Mori M., PASJ 2010, 62, 4
- [7] Ueda Y., et al., 2003, ApJ, 598, 886; Hopkins A., & Beacom J., 2006, ApJ 651, 142
- [8] Fermi-LAT Collaboration, Science 2010, 328, 725

## 2.7. 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 [1,2] (図 2.7.1)。しかし、その中心駆動天体の正体、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。さらには、赤方偏移 8.2 (我々からの共動距離 300 億光年) で起きた GRB が最近発見され、最遠方の銀河やクエーサーを凌ぎ、GRB は人類の知る宇宙で最も遠方の天体にもなった [3]。

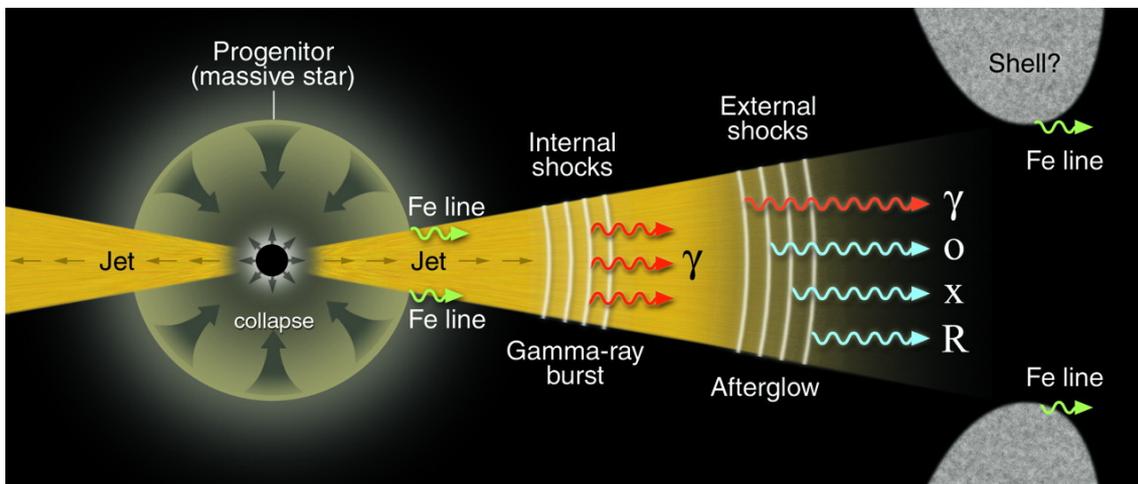


図 2.7.1 ガンマ線バーストの模式図。大質量星の崩壊時に超相対論的ジェットが生まれ、ジェット内部から即時放射、外の物質との衝突による衝撃波から残光放射が起きる [2]。

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

Fermi 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 [4,5]。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 まで伸びており、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 [4]。しかし、限られた有効面積の Fermi 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、Fermi 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、HESS 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 [6]、この帯域では系外背景放射光 (EBL) によるガンマ線吸収 (2.10 章) が大きな障害となっていると考えられる。これに対し、30 GeV を切るエネルギー閾値が実現される 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、30 GeV で比較した場合、CTA は Fermi に比べて 1 万倍以上の圧倒的な有効面積を誇るため、GRB のような高光度で短時間の遷移天体の観測には絶大な威力を発揮するはずである。CTA の LST (大口徑望遠鏡) 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できるはずであり、Fermi では到底得られないような 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、少なくとも年間数例は得られると期待される。さらに、Fermi 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。このような情報から、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 本体および超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 [7]。今まで GRB ジェット中

の内部衝撃波に基づくモデル [8]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など、全く異なるものも議論され  
ている [9]。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  
ると考えられるので、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 以降の観測で明らかになった [1]。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 [10]、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。Fermi 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、GRB はその源として有力な候補天体である。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 [11]、  
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  
[12]により、特徴的な GeV-TeV ガンマ線を放つと予想される。また、最新の 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 [13]、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 [14]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。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。

超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  
最遠方の天体である。その極めて明るい多波長放射は、宇宙再電離期や現在観測未到の  
初代星形成期も含め、超遠方宇宙を探る貴重な光源にもなる [15]。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放射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はずである [16] (詳細は 2.10 章参照)。この際、CTA で期待される時間分解スペクトルの情報は、GRB 内部での吸収の効果との識別に多いに役立つはずである。また、CTA の高い感度と 10 GeV に迫るエネルギー帯域を持ってすれば、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 (宇宙開闢から 1.8 億年の時代) 付近の GRB の検出も夢ではない [17]。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 (2.10 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。

CTA による GRB 研究では、あらゆる側面で日本による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、PHYS WP 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 も務めている。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の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、Fermi、MAGIC 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の調整でも重要な役割が見込まれる。最後に、2016 年打ち上げ予定で CTA 時代に活躍が見込まれ、特に遠方 GRB の探査を目的とした JANUS 衛星計画でも日本メンバーがサイエンスチームに加入しており、盤石の観測態勢が整うことになる。

## 参考文献

- [1] N. Gehrels, E. Ramirez-Ruiz and D. Fox, *Ann. Rev. Astron. Astrop.* 47, 567 (2009)
- [2] P. Meszaros, *Science* 291, 79 (2001)
- [3] N. Tanvir et al., *Nature* 461, 1254 (2009); R. Salvaterra et al., *Nature* 461, 1258 (2009)
- [4] J. Granot et al., arXiv:1003.2452; C. D. Dermer, arXiv:1008.0854
- [5] A. A. Abdo et al., *Science* 323, 1688 (2009); *Astrophys. J.* 706, L138 (2009); M. Ackermann et al., *Astrophys. J.* 716, 1178 (2010)
- [6] J. Albert et al., *Astrophys. J.* 667, 358 (2007); J. Aleksic et al., *Astron. Astrop.* 517, A5 (2010); F. Aharonian et al., *Astron. Astrop.* 495, 505 (2009)
- [7] B. Zhang, *AIP Conf. Proc.* 1065, 129 (2008)

- [8] J. Aoi et al., *Astrophys. J.*, in press (arXiv:0904.4878)
- [9] K. Ioka, arXiv:1006.3073; K. Toma, X.-F. Wu and P. Meszaros, arXiv:1002.2634
- [10] K. Murase et al., *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 402, L54 (2010)
- [11] T. Totani, *Astrophys. J.* 509, L81 (1998)
- [12] K. Asano, S. Inoue and P. Meszaros, *Astrophys. J.* 699, 953 (2009)
- [13] S. Inoue, in preparation
- [14] K. Murase and J. Beacom, *Phys. Rev. D* 82, 043008 (2010)
- [15] 井上進、*天文月報* 102, 248 (2009)
- [16] S. Inoue et al., *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 404, 1938 (2010)
- [17] K. Toma, T. Sakamoto and P. Meszaros, arXiv:1008.1269

## 2.8. 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 年以來 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）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

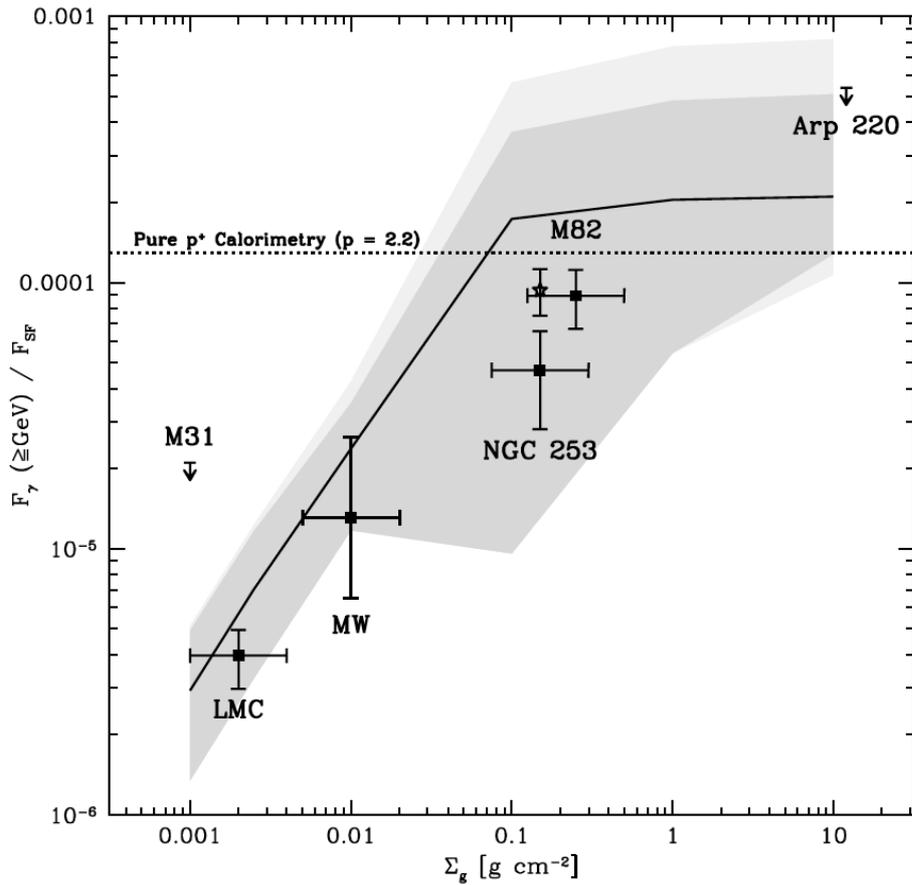


図 2.8.1 星形成領域の柱密度対して、GeV 以上のガンマ線フラックスと遠赤外線フラックスの比を、LMC、Milky Way、M31、NGC 253、M82、Arp 220 についてプロットしたもの [7]。

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。

## 参考文献

- [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)

## 2.9. 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]。

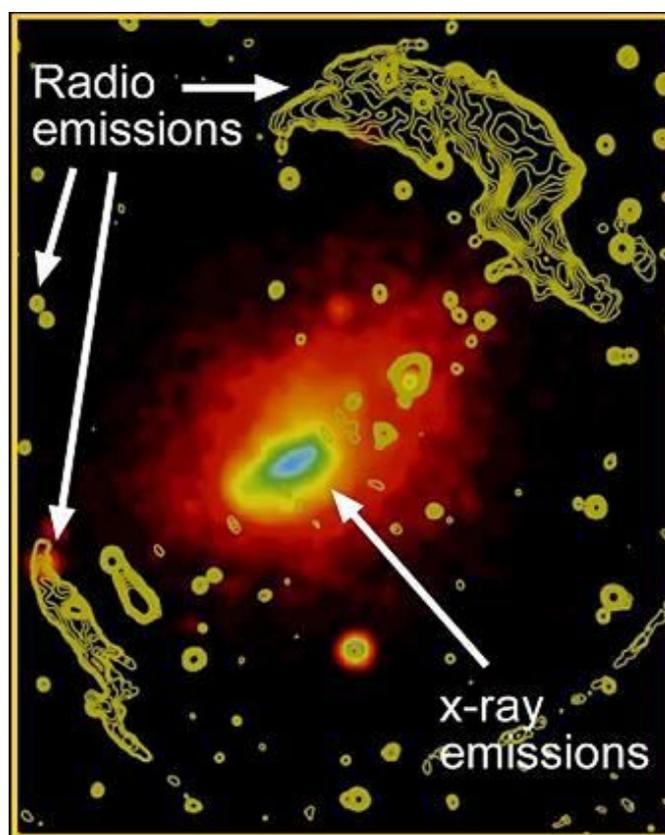


図 2.9.1. 銀河団 Abell 3667 の X 線観測（色分け等高線）と電波観測（黄の等高線）を重ねた画像。

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。

## 参考文献

- [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., 30<sup>th</sup> 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

## 2.10. 宇宙背景光と宇宙論

宇宙背景光 (Extragalactic Background Light: EBL) とは全ての銀河系外天体からの光の総量であり、その詳細な強度分布を計ることで銀河や星の宇宙における形成史を紐解くことが出来る。図 2.10.1 にその強度分布 [1] を示す。図にある様にデータには不定性が大きい。これは可視赤外線領域においては太陽系内の黄道光の混入により、背景光成分を直接測定することは非常に難しいからである [2]。一方で、AGN や GRB といった銀河系外天体起源の高エネルギーガンマ線は EBL との電子陽電子対生成反応の結果、銀河間空間を伝搬中に吸収を受ける。したがって、吸収前のスペクトルを仮定し、その吸収量を見積もることで、間接的に EBL の強度を推定することが可能になる。

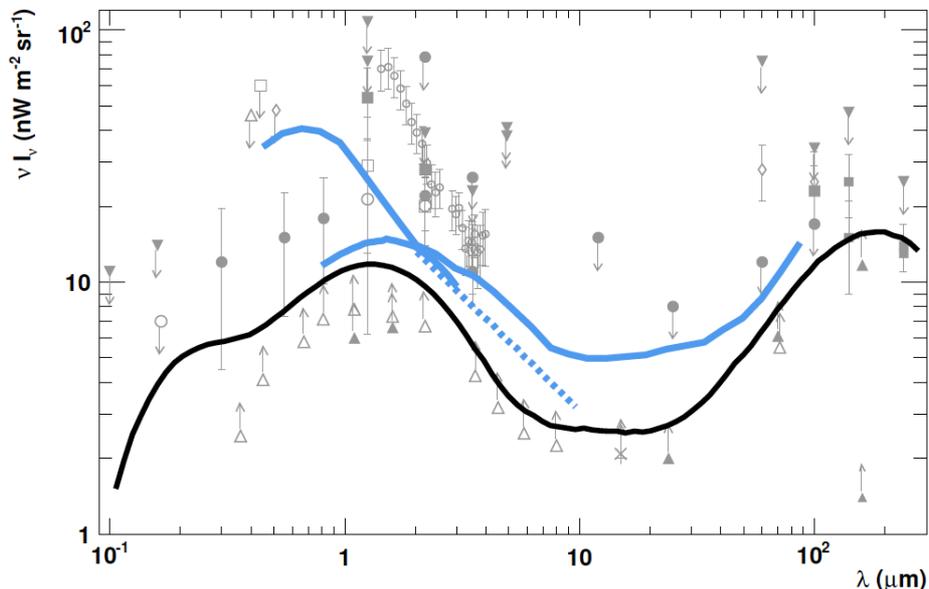


図 2.10.1 EBL の強度分布 [1]。水色線はガンマ線観測から導出された EBL の上限値。黒線は EBL のモデル曲線。

また、 $z > 6$  を超える宇宙再電離以前の遠方宇宙では初代星由来の紫外線背景光が卓越している可能性がある。すなわち、遠方天体からのガンマ線吸収を観測できれば、可視赤外望遠鏡で未だに明らかになっていない宇宙初代星形成史を探ることができると期待される [3]。

さらに、高エネルギーガンマ線の EBL による吸収によって生成された電子陽電子は宇宙マイクロ波背景放射を散乱することで二次的なガンマ線を生成する。この二次的なガンマ線は銀河間磁場強度に応じて遅延時間を持ったり広がった放射 (ガンマ線ハロー) として観測されたりする [4,5]。

近年のチェレンコフ望遠鏡によるガンマ線観測から、赤方偏移  $z < 0.536$  までの可視赤外域における EBL 強度の上限値は求められている [6]。しかし、遅れた二次的なガンマ線の放射やハローに関しては感度と視野の狭さ ( $\sim 5$  度) から近傍の AGN においても未だに観測されていない。これまで他の実験を含め銀河間磁場の測定は成功しておらず、その起源には未だ謎が多いままである。

CTA による観測が始まれば  $z \sim 2$  までの AGN が数百個検出されると期待されている。Fermi 衛星等の多波長の観測結果に EBL の影響をあまり受けない 20 GeV 帯域での CTA による観測結果を組み合わせることで、吸収前の本来のスペクトル形状を決定し、より正確に吸収量を見積もることが出来る。 $z < 2$  までの可視赤外域の EBL の強度から宇宙における銀河、星形成史の理解につながると期待される。さらに、CTA により初めて可能になる  $> 20$  GeV 帯における AGN の系統的研究により、例えば、エネルギー毎の AGN の赤方偏移分布から EBL のモデルを制限するという新しい手法も考えられている [7]。

また、GRB からのガンマ線放射は瞬間的に強烈に明るくなるので、より遠くからでも光子が地球まで届く。例えば、 $z \sim 7$  程度の GRB が観測できれば、「再電離時期」の情報が得られる。これは、TMT や JWST と言った次世代可視赤外大型望遠鏡計画の主眼の一つである宇宙再電離や宇宙初期の天体の形成について相補的な情報を CTA によるガンマ線観測から得られる可能性を秘めている。

CTA は従来のチェレンコフ望遠鏡と比べ、高感度かつ広い視野 ( $\sim 8$  度) を誇ることから、銀河間磁場強度や起源に関する理解も進展すると期待される。銀河間磁場の起源は例えば、インフレーション、宇宙初期ゆらぎ、 $z \sim 6$  付近での宇宙再電離との関連性が議論されており [8,9,10]、銀河間磁場強度が計測できれば宇宙論に対して新たな情報を提供できるかもしれない。

ここでガンマ線がほとんど EBL に吸収されずに観測される可能性もある。吸収過程は電子陽電子対生成でよく分かっているので、もし本当にこのような観測がなされれば、基礎物理への深刻な問題提起となりえる。たとえ観測されなくても、ローレンツ不変性の破れ (2.12 章参照) や Axion といった標準理論を超える物理を制限できるポテンシャルを秘めている。

## 参考文献

- [1] Raue, M., & Mazin, D. 2008, IJMPD, 17, 1515
- [2] Hauser, M. G. & Dwek, E. 2001, ARA&A, 39, 249
- [3] Inoue, S. et al., 2010, MNRAS, 404, 1938
- [4] Takahashi, K. et al., 2008, ApJ, 687, L5

- [5] Murase, K. et al., 2008, ApJ, 686, L67
- [6] MAGIC Collaboration, 2008, Science, 320, 1752
- [7] Inoue, Y. Totani T., & Mori M., 2010, PASJ, 62, 4
- [8] Bamba, K. & Sasaki, M., 2007, JCAP, 02, 30
- [9] K. Ichiki, K. Takahashi, H. Ohno, H. Hanayama and N. Sugiyama, Science 311 (2006) 827
- [10] Langer, M., Aghanim, N., & Pudget, J. L., 2005, A&A, 443, 367

## 2.11. ダークマター探査

最新の WMAP 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バリオン物質の割合はたった4%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 22%はダークマターと呼ばれる未知物質、残りの約 74%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、標準理論に現れ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) は安定となり、有力なダークマターの候補となる。例えば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みごとに説明す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 0.1 TeV 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、その威力を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、スカラーフェルミオンのループ効果を通じて起こる 2 つの光子の対生成ライン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 2 桁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 100 GeV 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。

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と、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。

最近の電子・陽電子観測において、PAMELA 衛星実験 [5]、PPB-BETS [6]・ATIC [7] などの気球実験、H.E.S.S.による地上実験、Fermi 衛星実験 [8] 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 10 TeV の質量のダークマターの対消滅・崩壊モデル [9,10] 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かっていない [11] (図 2.11.1、2.11.2 参照)。Fermi 衛星の測定可能なエネルギーの上限が数 100 GeV 程度であるのに対し、CTA では数 TeV から数 10 TeV 付近の詳細な情報を得ることができる。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。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。

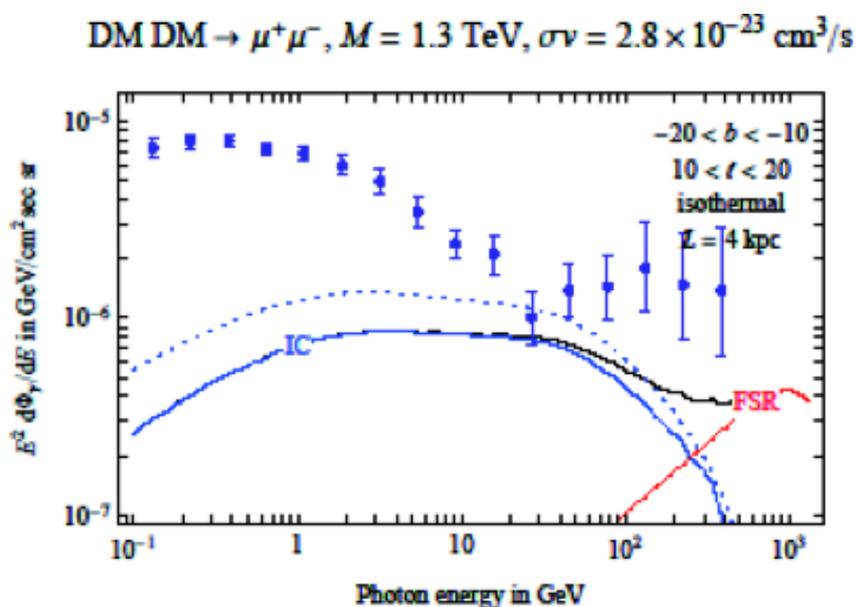


図 2.11.1 ダークマターのミュオンへの対消滅によるガンマ線。 $M$ は質量。 $\sigma v$ は対消滅断面積を表す。これらのパラメータは陽電子/電子過剰問題を解決するように選ばれている。誤差棒つきの点は Fermi 衛星による観測値。FSR とはダークマター対消滅から直接出てきた成分、IC とはダークマター対消滅により生じた電子による周りの放射との Inverse Compton によって作られた成分を表す。銀河の密度プロファイルがコアありの isothermal であるときの計算結果を与えている。Papucci and Strumia, arXiv:0912.0742 [12] より転載。

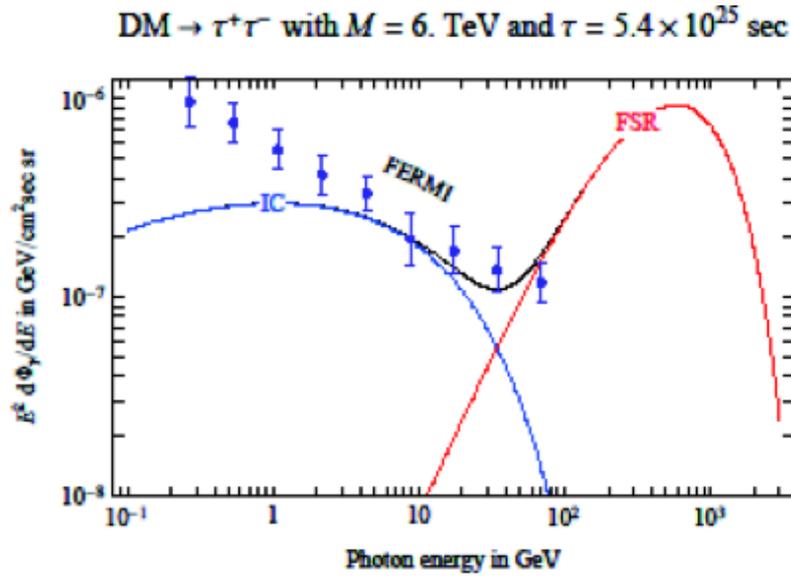


図 2.11.2 ダークマターのタウレプトン対への崩壊によるガンマ線。パラメータの  $\tau$  は寿命を秒で表している。他の説明は図 2.11.1 の説明に同じ。

## 参考文献

- [1] E. Komatsu et al, arXiv:1001.4538 [astro-ph.CO]
- [2] S.P. Martin, "A Supersymmetry Primer," arXiv:hep-ph/9709356
- [3] G. Jungman, M. Kamionkowski and K. Griest, Phys. Rept. 267, 195 (1996)
- [4] L. Bergstrom, Rept. Prog. Phys. 63, 793 (2000)
- [5] O. Adriani et al, PAMELA Collaboration, Nature 458, 607 (2009)
- [6] J. Chang et al., Nature 456, 362 (2008)
- [7] S. Torii et al., PPB-BETS Collaboration, arXiv:0809.0760 [astro-ph]
- [8] A.A. Abdo et al., The Fermi LAT Collaboration, Phys. Rev. Lett. 102, 181101 (2009)
- [9] J. Hisano, M. Kawasaki, K. Kohri and K. Nakayama, Phys. Rev. D79, 063514 (2009), M. Kawasaki, K. Kohri and K. Nakayama, Phys. Rev. D80, 023517 (2009)
- [10] K. Ishiwata, S. Matsumoto and T. Moroi, Phys. Lett. B 675, 446 (2009), C.R. Chen, M.M.Nojiri, F. Takahashi and T.T. Yanagida, PTP 122, 553 (2009), S. Shirai, F. Takahashi and T.T. Yanagida, PTP 122, 1277 (2010), K.Hamaguchi, E.Nakamura, S.Shirai and T.T.Yanagida, Phys. Lett. B 674, 299 (2009)
- [11] A.A. Abdo et al., The Fermi-LAT collaboration, Phys. Rev. Lett. 104, 101101 (2010)
- [12] M. Papucci and A. Strumia, JCAP 1003, 014 (2010)

## 2.12. Fundamental Physics

### 2.12.1 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物質の正体など、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、長い基礎物理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。

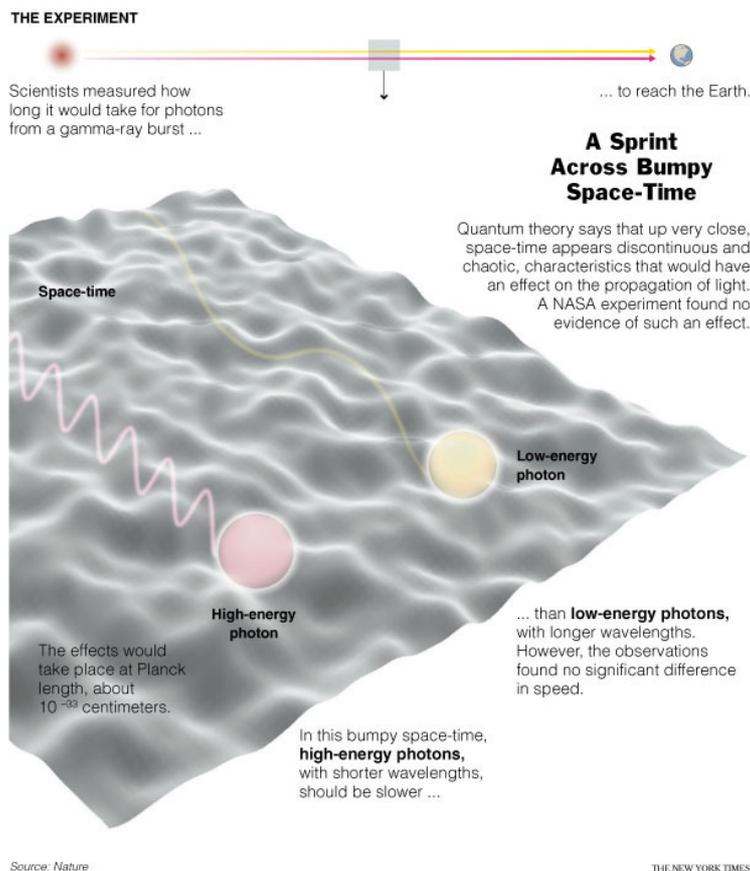


図2.11.1. 揺らいだ時空における高エネルギー光子と低エネルギー光子の伝播の模式図。

高エネルギー光子はより揺らぎを感じて遅れる。

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、実効的な光子の速度差を測り、光速度の不変性を検証する事ができる。光速度不変性、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多くの新しい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 [1]。時空が離散的な値をとることを主張するループ量子重力理論 [2] 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 [3]。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 [4]。

この方法は光速度不変性が破れるエネルギースケールを制限する最も直接的な手段であり、2009年5月にフェルミガンマ線宇宙望遠鏡が捕らえたガンマ線バースト (GRB) により最も厳しい制限が与えられている [5]。GRB は宇宙論的な距離で起きる突発現象で、X 線から数十 GeV に至る幅広いエネルギー帯域に渡って光子を放出するので、この目的にはうってつけの天体である。

実際、現在稼動しているチェレンコフ望遠鏡 MAGIC による活動銀河核 (AGN) で起きたフレアの観測から得られた制限 [6] を GRB は2桁も上回っており、プランクエネルギー ( $\sim 10^{28}$  eV) 程度のスケールでの破れが制限されている。なお、このスケールに対する光子エネルギーの比が典型的な光速からの逸脱の割合となる。この制限は GRB が始まって 0.7 s 後に検出された 31 GeV 光子によって決められたが、図 2.11.2 からわかる通り、1 GeV 以上の光子の数は1パルスあたりわずか数個であり、低エネルギーの光度曲線との相関を用いたさらに強い制限を与えることができなかった。

フェルミ望遠鏡が観測したものと同様の GRB を CTA が観測できれば、大きな有効面積のおかげで1パルスあたり100個から1000個の数十 GeV 光子を検出でき、詳細な光度曲線の作成が可能となる。低エネルギーパルスとの相関が明らかになれば、プランクスケール ( $\sim 10^{28}$  eV) を2-3桁上回る制限を与える事も可能となる。大量の光子を多数の GRB から検出することで、CTA と他の衛星から得られた光度曲線の間に有意な時間差を統計的に検出できるかもしれない。GRB の解析に豊富な経験を持つ日本チームはこういった分野でも主導的な役割を担っていくであろう。

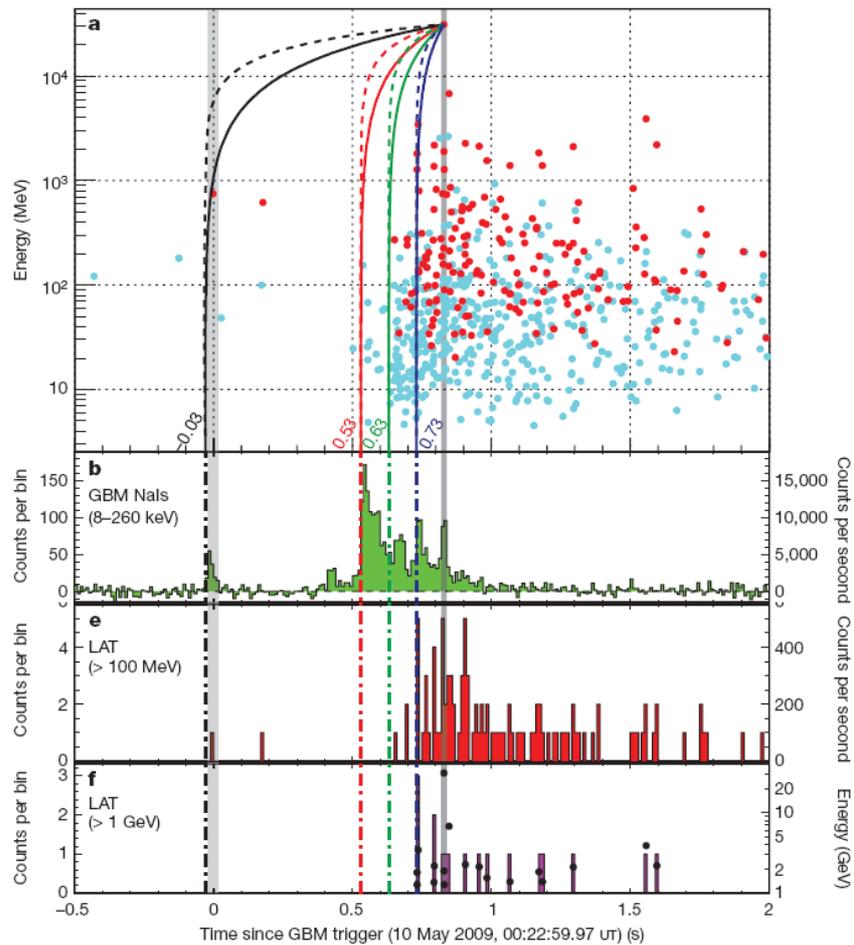


図 2.11.2. 光速のエネルギー依存性に制限をつけた GRB の光度曲線 [5]。GeV 以上（一番下）の光子の統計に対する改善が望まれる。

光速のエネルギー依存性には複数のモデルがあり、上記の制限はエネルギー依存性が 1 次の微小量で表されるモデルに対するものである。そのようなモデルでは CPT 不変性が破れてしまっている。CPT 不変性を保つような、より保守的なモデル、例えばエネルギー依存性が 2 次の微小量から始まるものに対しては、これまで  $10^{19}$  eV 程度の弱い制限しか直接的にはつけられていない。これらのモデルを検証していくには、GRB よりも近傍であっても、10 TeV を超える、より高エネルギーのガンマ線を検出できる AGN の観測は依然として有用である。CTA は MAGIC の 1/10 以下となる約 10 秒で時間分解された光度曲線を得ることができ、より一般的な量子重力理論に対しても制限をつけることができると期待されている。

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 [7]。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 [8]。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が少なくなる。AGN などのスペクトルの情報から光速度のエネルギー依存性を検証することも可能になると期待される。

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。

### 2.12.2 原始ブラックホールの蒸発

ブラックホールは星の崩壊によって形成されるだけでなく、宇宙初期の密度揺らぎによって原始ブラックホールが形成されている可能性もある。もし原始 BH の質量が  $>10^{14}$ g であれば、現在、ホーキング輻射によって蒸発しており、これらは秒スケールで GeV-TeV 帯域でガンマ線を放射していると考えられている [9]。地球から 1 pc の範囲内の原始ブラックホールであれば、CTA で秒スケールまで分解して観測可能であり、その蒸発の現場を捉えることが出来るかもしれない。このような観測ができれば、初期宇宙の密度揺らぎに対する制限だけでなく、その蒸発過程の観測から量子重力理論にも迫れると期待される。

### 参考文献

- [1] Kostelecký, V. A. & Samuel, S. Phys. Rev. D, 39 (1989) 683-685
- [2] Ashtekar, A. & Lewandowski, J. Class. Quantum Grav., 21 (2004) R53-R152
- [3] Gambini, R. & Pullin, J. Phys. Rev. D, 59 (1999) 124021
- [4] Amelino-Camelia, G. et al., Nature (1998) 393, 763
- [5] Abdo, A. A. et al., Nature, 462 (2009) 331-334
- [6] Albert, J. et al. Phys. Lett. B, 668 (2008) 253-257
- [7] Kifune, T. Astrophys. J. 518 (1999) L21-L24
- [8] Protheroe, R. J. & Meyer, H. Phys. Lett. B 493 (2000) 1
- [9] Halzen, F., et al. 1991, Nature, 353, 807

### 3. CTA Project

#### 3.1 概要、CTA Concept

##### 3.1.1 概要

チェレンコフ光イメージにより、ガンマ線シャワーと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、過去数年の間に、高エネルギーガンマ線天文学は大きく発展し、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(1mCrab  $\sim 10^{-14}$  erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> 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。

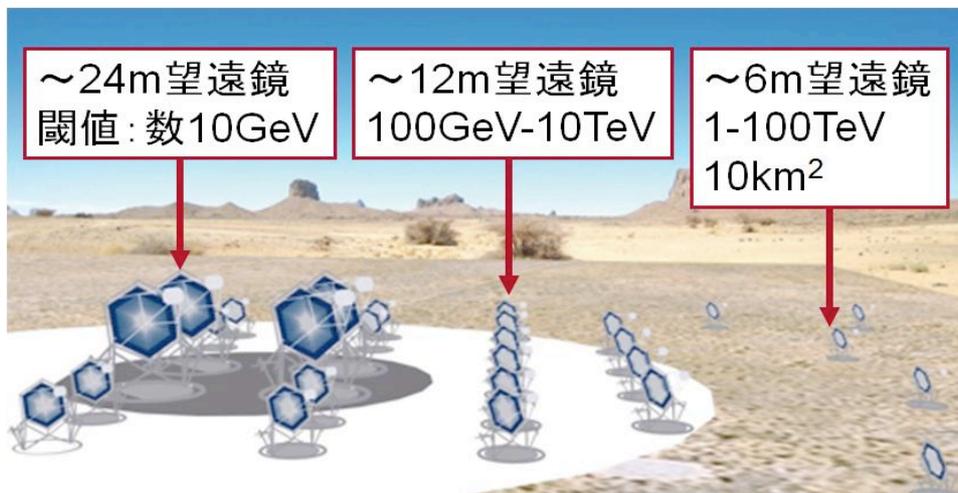


図 3.1.1 CTA Artist view。およそ 10km<sup>2</sup> のエリアに大、中、小の 60 台の望遠鏡を配置する。データの統計が向上するだけでなく、個々のイベント再構築に参加する望遠鏡数が増え、データの質が格段に向上する。また、中央から順に大中小の三種類の望遠鏡を配置することにより、広いエネルギー領域を効率的に高感度で観測することができる。

感度の向上は、一つのシャワーを、より多くの望遠鏡でステレオ観測することにより（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により）ガンマ線と宇宙線シャワーの分離度を向上でき、またエネルギー・角度分解能をあげることができる。Monte Carlo シミュレーションによれば、CTA では、個々のシャワー毎に平均 6 台の望遠鏡でチェレンコフイメージが観測される(現在、HESS, VERITAS では、シャワーは平均 2 台の望遠鏡で観測されている)。また、HESS, VERITAS のような望遠鏡 4 台のアレイでは、80-90% のイベントは、アレイの外側にヒットしたものであるが、CTA では、多くの望遠鏡がアレイ状にならんでおり、アレイ内側（Sweet spot）にヒットする高品質のイベントが主体になる。多くの望遠鏡で、広い面積をアレイ状に覆うことにより、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。

また、ガンマ線観測エネルギー領域を広げるのは、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り可能となる。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、シームレスな 6 桁を超えるガンマ線エネルギースペクトルを得ることができる。

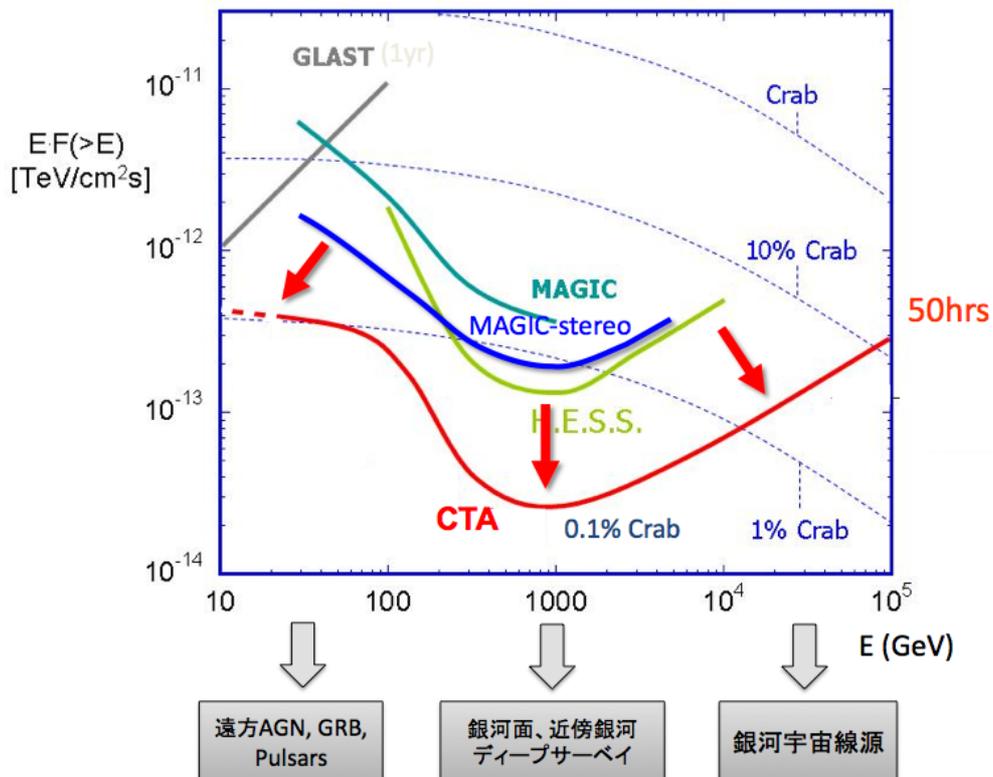


図 3.1.2 CTA の目標感度曲線（赤）と、MAGIC(青), H.E.S.S.(緑)の達成感度曲線。

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、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。CTA はその観測エネルギーバンドを拡げることにより、多種多様な天体、物理現象の研究を可能とする。

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その感度の向上にともない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観測可能になるとともに、ガンマ線バーストの観測が可能となる。

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、エネルギー観測領域が拡がることにより、天体での物理素過程について、より詳細で、質の高い議論が可能となる。

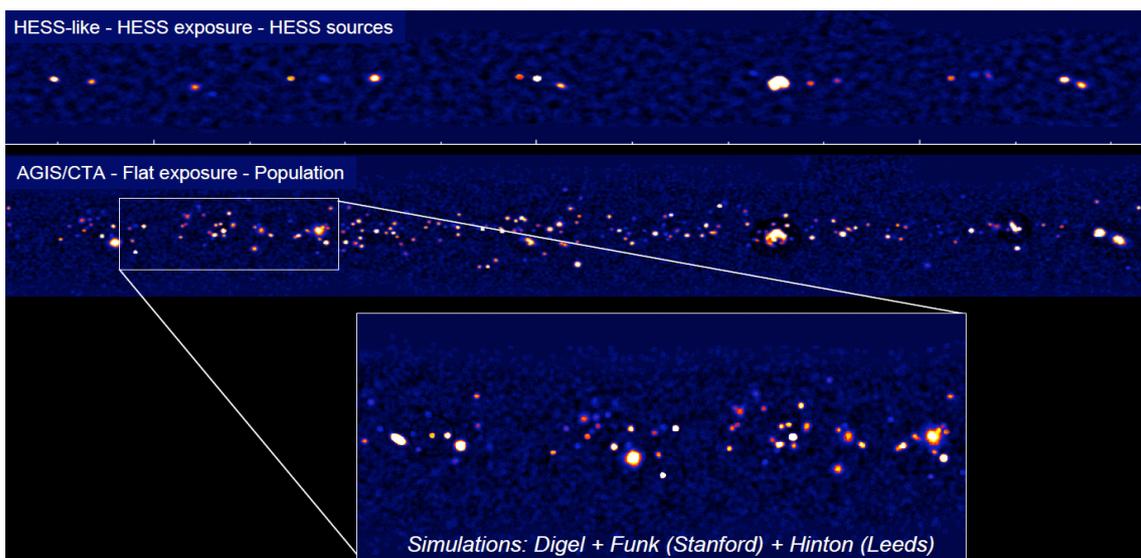


図 3.1.3 (上) HESS 銀河面サーベイの銀河中心方向。(中)CTA 感度、角度分解能から予想される CTA 銀河面サーベイ (シミュレーション計算)。(下) CTA 銀河面サーベイの一部ズームアップ。より多くの銀河内ガンマ線源がより高い確度分解能で観測されることがわかる。銀河内ガンマ線源が~400 程度観測されると期待される。

### 3.1.2 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前方に集中したチェレンコフ光を放出する。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  $\sim 1000$  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 300m 直径の light pool として広がる。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  $\sim 50$  photons/m<sup>2</sup> となる。

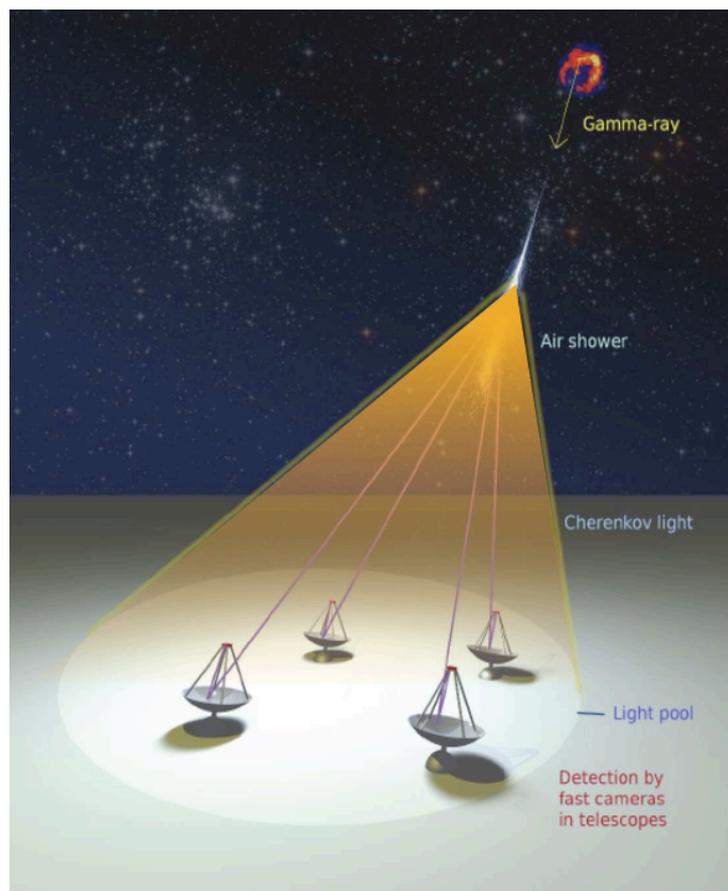


図 3.1.4 高エネルギーガンマ線は大気中で電磁シャワーカスケードを起こし、チェレンコフ光を放射する。これらの光のイメージを複数の望遠鏡で測定し、ガンマ線からの電磁カスケードシャワーを高精度で立体視(ステレオ観測)する。

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  $106\text{m}^2$ ,  $230\text{m}^2$  であり、 $1\text{TeV}$  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、光電子増倍管で電気的信号として変換される。その光から電気信号（光電子）に変換される効率は  $300\text{-}600\text{nm}$  の波長域で平均して  $10\%$  程度であり、 $1\text{TeV}$  のガンマ線に対して、望遠鏡あたり、 $500 - 1000\text{p.e.}$  の信号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。

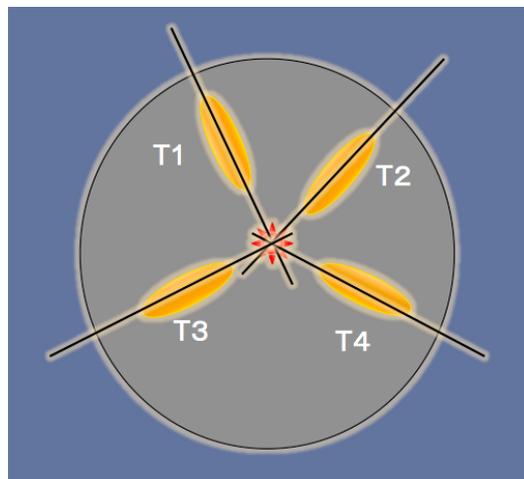


図 3.1.5 複数の望遠鏡で見た場合のガンマ線シャワーイメージ。それぞれの望遠鏡では楕円状のチェレンコフ光イメージとして捕らえられる。楕円の長軸をのばし、その交点が高エネルギーガンマ線の到来方向として推定される。CTA では、平均  $6$  台程度の望遠鏡が一つのガンマイイベントを再構築するのに使われ、高い角度分解能 ( $1$  分角 at  $1\text{TeV}$ ) が得られる。

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。

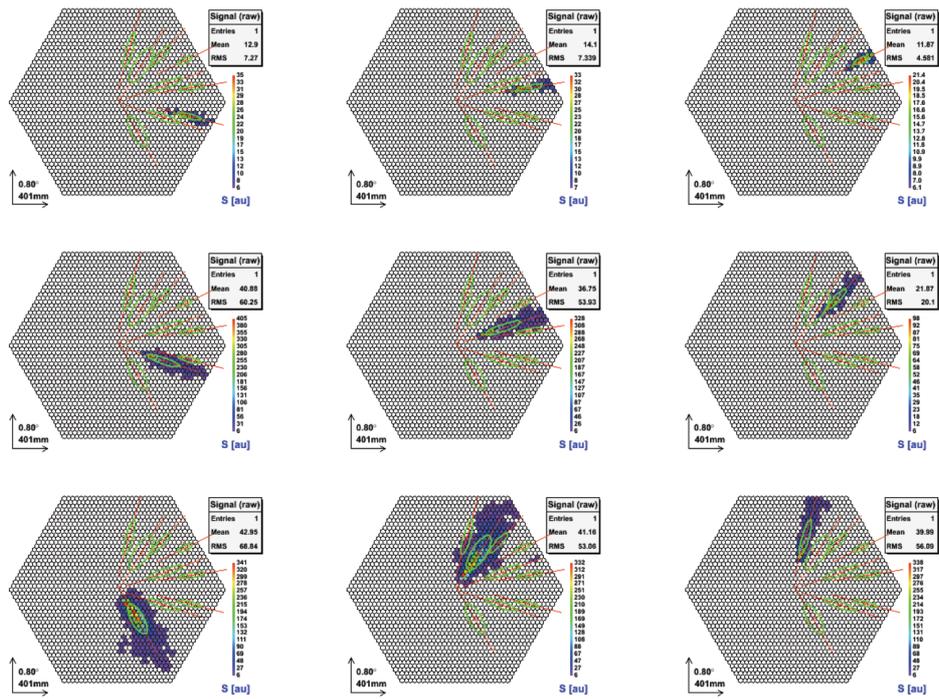


図 3.1.6 MC シミュレーション : 9 台の大 (24m) 口径望遠鏡アレイでの、640GeV ガンマ線シャワーのイメージ。

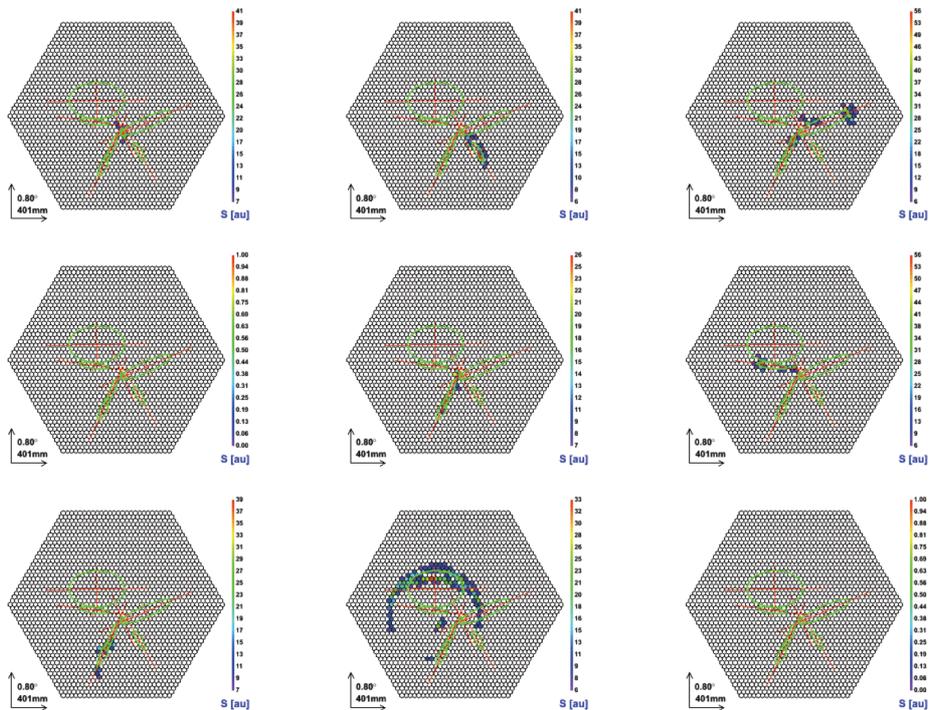


図 3.1.7 MC シミュレーション : 9 台の大(24m)口径望遠鏡アレイでの 450GeV プロトンシャワーのイメージ。

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、ガンマ線の飛来してきた方向となる。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  $\sim 1\text{ arcmin}$  ( $\sim 0.02$  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  $1\text{TeV}$  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  $1\text{TeV}$  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。

### 3.1.3 CTA 性能

- 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 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 steady source 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 steady source は 30kpc まで観測 (銀河内全体) が可能となり、Mrk421 / Mrk501 (距離~130Mpc) に代表される活動銀河核 (ブレイザー) 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)まで感度が伸びることになる。すなわち、EBL 吸収により決まる距離まで宇宙を見渡すことができ、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 (20–30GeV から 100TeV)

CTA では 20–30GeV から 100TeV の広いエネルギー範囲での観測を目指す。20–30GeV 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  $z\sim 4$  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( $10^{14}\text{eV}$ ) の観測エネルギーの上限は、我々の銀河内にある  $10^{15}\text{eV}$  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 (20–30GeV ~100TeV)を覆うことが必要で、大(24m)、中(12m)、小(7m)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 (20–30GeV ~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おとる、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 SUZAKU 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。

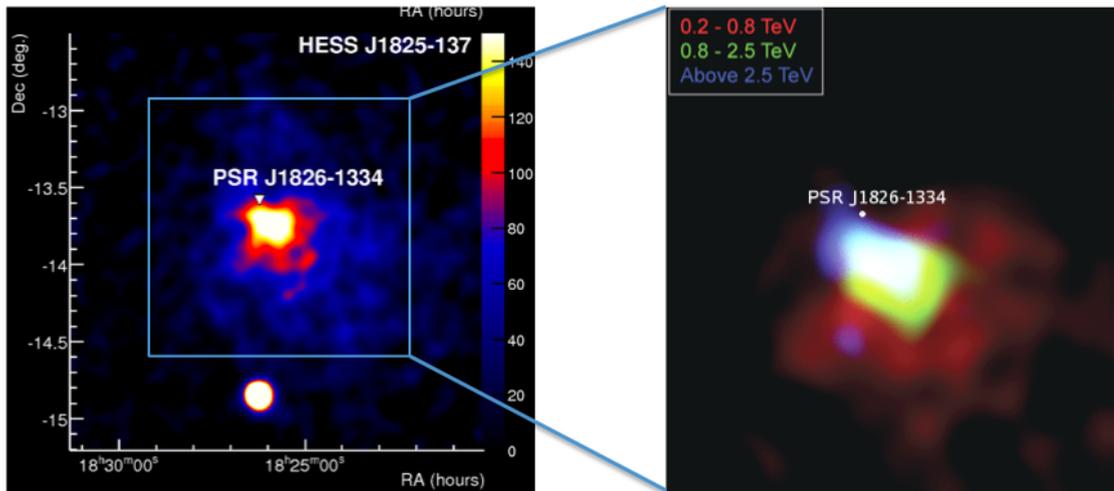


図 3.1.8 左図 HESS J1826-1334 (パルサー星雲)。白い点がパルサーの位置。右図は、エネルギーバンド毎に色を変えてガンマ線放射領域を示している。エネルギーが低くなるにつれてその放射領域がひろがっていることがわかる。高エネルギー電子が外部に伝播していくにつれ、シンクロトロン放射でクーリングしていることがわかる。CTA では、より高い角度分解能と感度により、より詳細な (エネルギーに依存した) Morphology の研究をさらに進めることができる。

- 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、同様の早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装置感度として持つことになる。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、ローレンツ不変性を、プランクスケールを超えて調べることが可能となる。

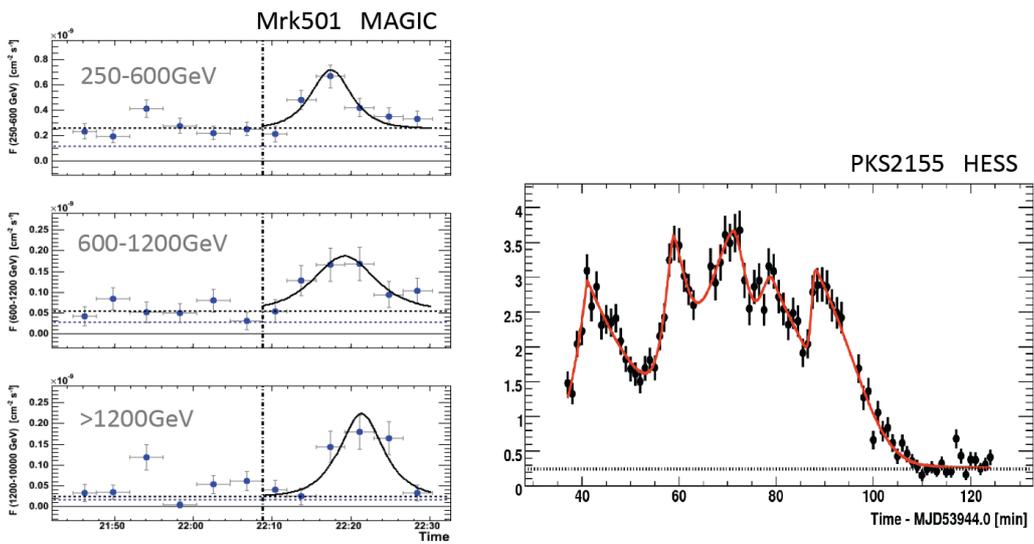


図 3.1.9 Mrk501 (MAGIC)[7], PKS2155 (HESS)[8] の非常に早いフレアー。どちらも数分スケールの時間変動を示している。CTA では、このような巨大フレアーでは10秒スケールまで迫ることができる。

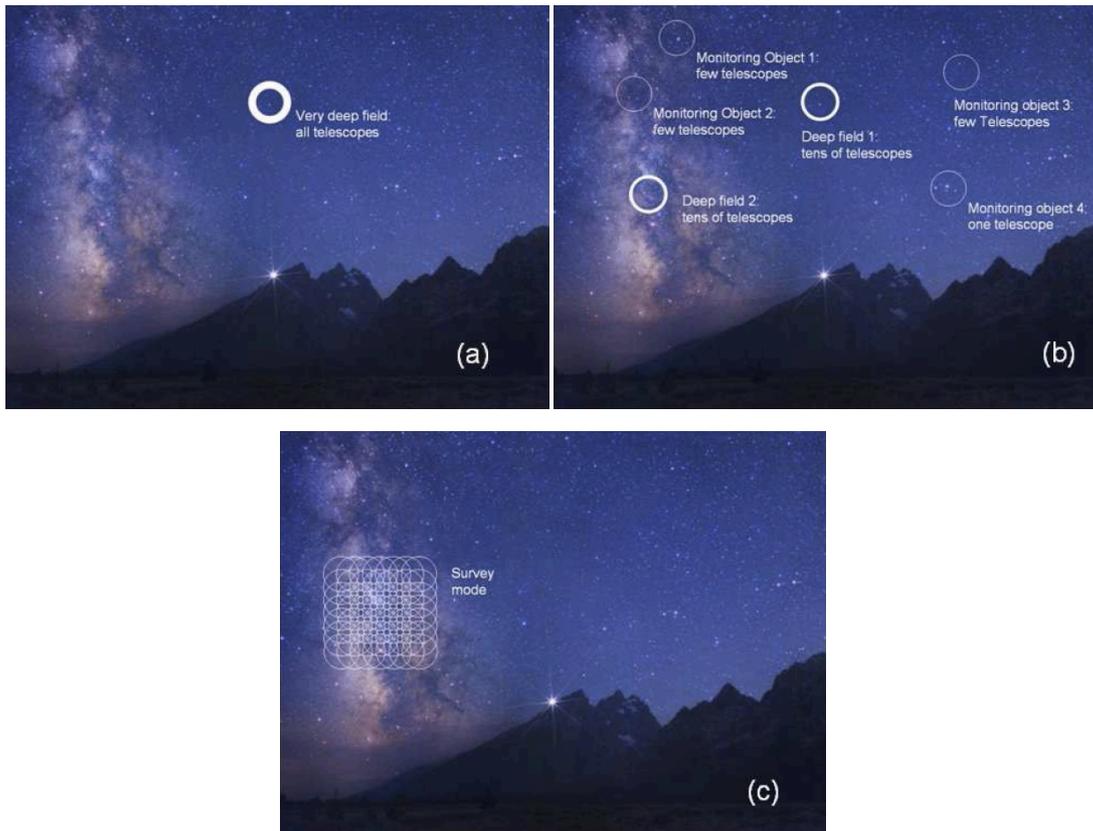


図 3.1.10 CTA では様々な観測モードをとる自由度がある。(a)超ディープフィールドモード、(b)ディープフィールド + モニターモード、(c)サーベイモード。

- **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、それぞれに最適化された多様な観測を可能とする。銀河面サーベイ、全天サーベイなどの Strategic な観測は、およそ50%のCTAのコアプログラムの枠組みにより実行されるであろう。（残りの50%はプロポーザル受け入れによるコミュニティーにオープンな時間として取り扱われる）

- **サーベイ能力**

10mCrab( $10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>)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ガンマ線の空をノンバイスでスキャンし、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300-400程度、銀河外では、活動銀河核(HBL, LBL, FSRQ, FR-I)が500-600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、年間数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。

## 参考文献

- [1] M. Hillas, Proc. 19<sup>th</sup> 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 望遠鏡パラメーター、望遠鏡の配置

### 3.2.1 望遠鏡パラメーター

CTA は、大口径(~24m)、中口径(~12m)、小口径(~7m)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~500p.e.(E/1TeV)(S/100m<sup>2</sup>)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(~10km<sup>2</sup>)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。

	Large	Medium	Small
		normal	
Diameter, max. (m)	24.0	12.3	7.4
Dish shape	parab.	DC	DC
Mirror area (m <sup>2</sup> )	412	100	37
Mirror tiles	594	144	120
Tile diam. (m)	0.90	0.90	0.60
Focal length (m)	31.2	15.6	11.2
f/D	1.30	1.27	1.51
F.o.v. diam (deg.)	5	8	10
Camera diam. (m)	2.8	2.2	2.0
No. of pixels	2841	2765	1417
Pixel diam. (deg)	0.09	0.18	0.25
Pixel diam. (mm)	49 (50)	49 (50)	49 (50)

表 3.2.1 大口径、中口径、小口径、各望遠鏡の暫定的仕様。受光面積のスケールリングファクターがほぼ4となっている。

### 3.2.2 大口径望遠鏡 (LST)

大口径望遠鏡は 20-30GeV 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、 $400\text{m}^2$  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。

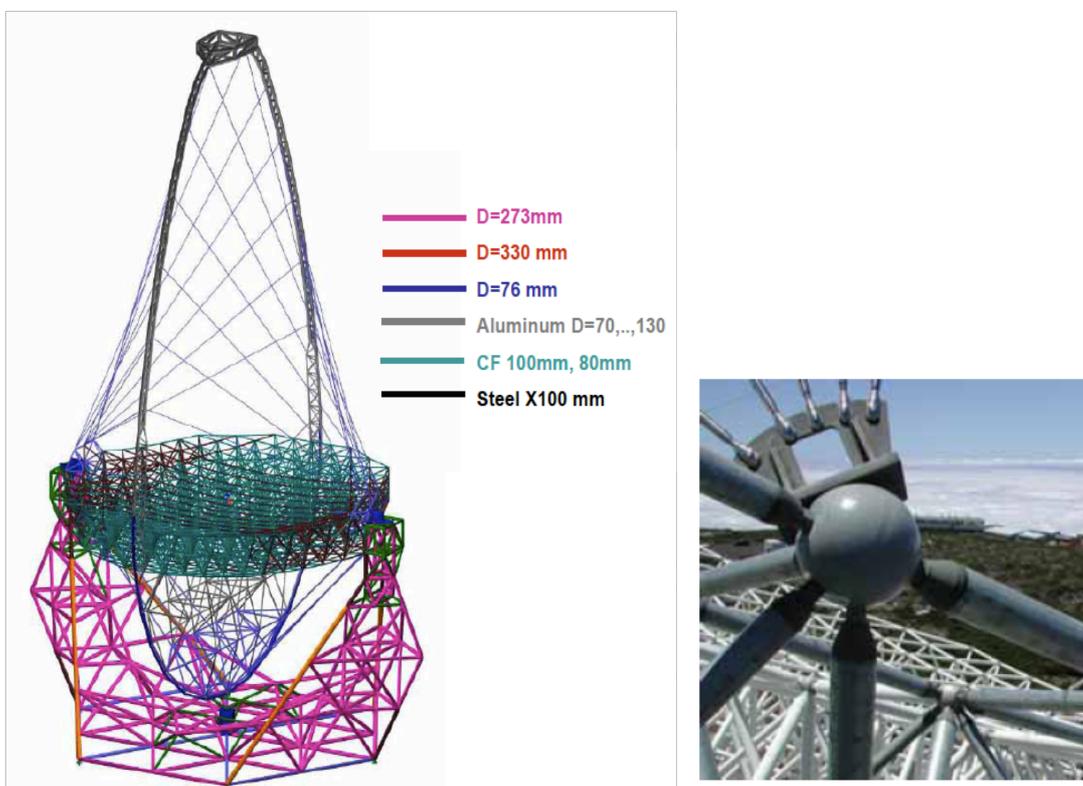


図 3.2.1 MPI Munich、MERO 設計の 23m 大口径望遠鏡。カーボンファイバーTube によるスペースフレーム構造。総重量 50 トン。

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。現在、ベースラインデザインとして、MPI Munich のグループが、MAGIC 望遠鏡の延長線上で、23m口径の大口径望遠鏡を提案しており、その詳細デザインが進んでいる。構造は 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 ~50 トンとし、20 秒で 180 度回転が可能となるデザインである。

### 3.2.3 中口径望遠鏡 (MST)

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  $100\text{m}^2$  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。

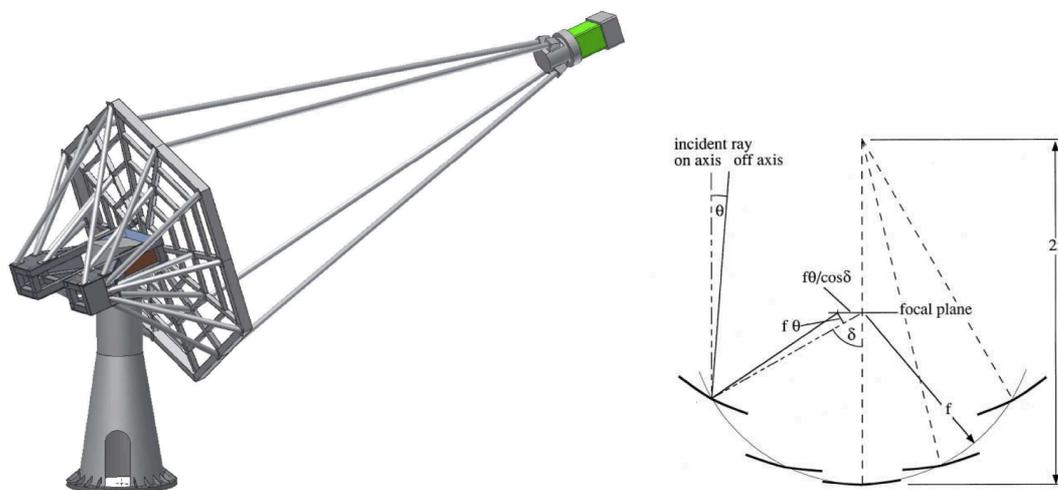


図 3.2.2 (左)DESY により設計された中口径望遠鏡。口径 12m,  $F/D=1.3$ ,  $FOV=8^\circ$ 。オプティクスは Davies-Cotton Optics。(右) Davies-Cotton Optics の概念。通常の球面反射鏡は、焦点距離  $f$  の 2 倍の曲率半径  $2f$  をもつセグメント鏡をその曲率半径  $2f$  の場所に設置する。しかし Davies -Cotton Optics では、個々のセグメント鏡の曲率半径はやはり  $2f$  であるが、設置位置は焦点から  $f$  の長さに相当する球面上である。

### 3.2.4 小口径望遠鏡 (SST)

小口径望遠鏡は、1TeV から 100TeV 領域を守備範囲とし、ガンマ線の最高エネルギー領域を狙う。銀河面がより広く見える南ステーションにのみ設置される。Davies-Cotton Optics を基本にした従来の設計と、Secondary Mirror により Image を圧縮でき、カメラコストを低くおさえることのできる Dual Mirror Optics が提案されている。Dual Mirror Optics では口径とともに、その複雑さからコストが急激にあがるという難点と、精度の高い光学素子のアライメントおよびその制御が必要とされる。

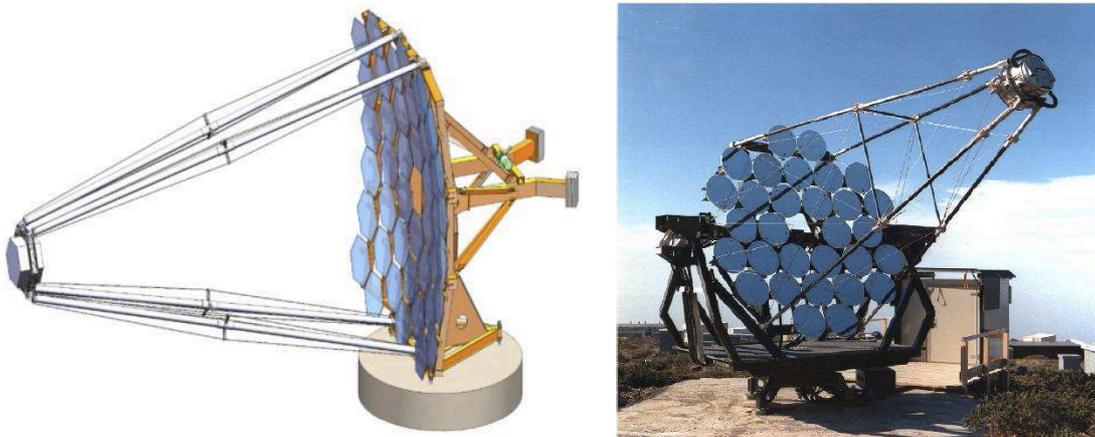


図 3.2.3 Davies-Cotton 型の従来のデザインをベースとする小口径望遠鏡のデザイン。右は HEGRA テレスコープ。



図 3.2.4 イタリアグループの設計 7 m 口径 Dual Mirror 望遠鏡 (左) と、イギリスグループ設計の 4 m 口径 Dual Mirror 望遠鏡 (右)。

### 3.2.5 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 (モンテカルロ) 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/100m<sup>2</sup>, 鏡 1.7kEuro/m<sup>2</sup>, カメラ 400Euro/Pixel)に従い、予算上限を 80MEuro (仮想) としている。その結果 Configuration E において広いエネルギー領域で CTA の目標感度を達成できることがわかった。この configuration は直径 2 km のエリアに大口径望遠鏡 4 台、中口径 23 台、小口径 32 台配置している。

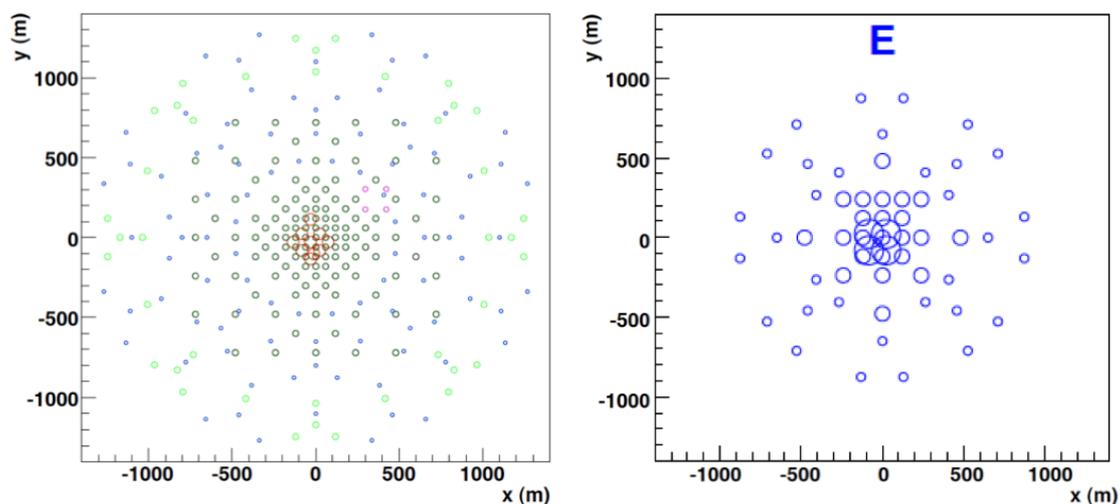


図 3.2.5 (左)MC の生成されたアレイ Super Configuration。(右)コスト一定の条件で最適化されたアレイ Configuration E。大口径 4 台、中口径 23 台、小口径 32 台の望遠鏡群からなり、CTA の目標感度を数 10GeV から 100TeV 領域で達成する事ができる。

### 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または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) を調べることが目的となる。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、CAT、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 デザインスタディーの初期から高いアクティビティーを示し、これまでに PHYS-WP との合同ミーティングも開催されている。

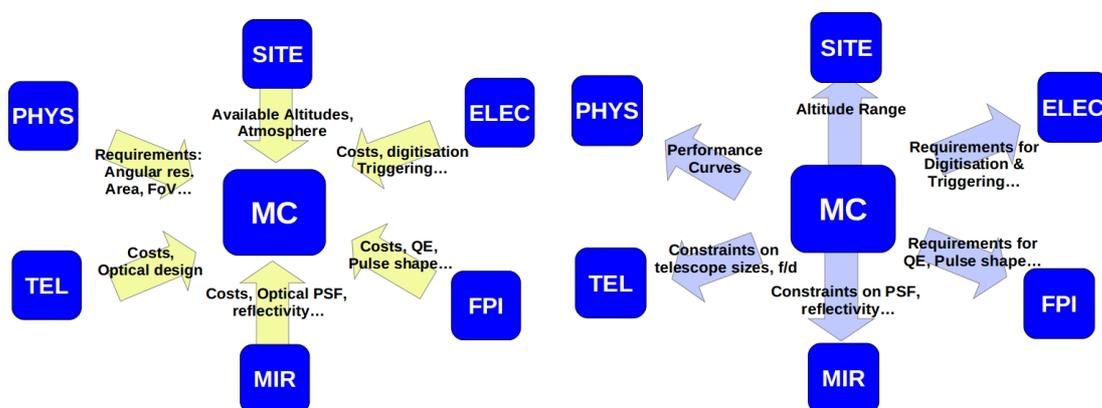


図 3.3.1: MC-WP と他 WP との連携の概念図。

### 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、**H.E.S.S.**と **MAGIC** で別々に開発されたものを流用している。両者は初期のベンチマークアレイを用いて既にクロスチェックが行われ、異なるデータフォーマット間の変換プログラムも開発されている。また、これらの信頼性は **H.E.S.S.**、**MAGIC** の小規模アレイで立証済みである。

データ解析プログラムは **H.E.S.S.**、**MAGIC** 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[2]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。**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** [3]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[4]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5月までに 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ほぼ完了している。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[5]である。これまでに同程度の建設費用 (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。

ガンマ線観測感度は、異なる装置間で比較するため、コミュニティの標準的な定義 (50 時間の観測で  $5\sigma$  以上あるいは 10 事象以上) 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  $5 \text{ km}^2$ ) をカバーして高エネルギー側の感度を上げている。両者の中間に位置しバランスのとれた案がアレイ E であり、目標感度に最も近い感度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  $0.04^\circ$  から  $0.05^\circ$  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。

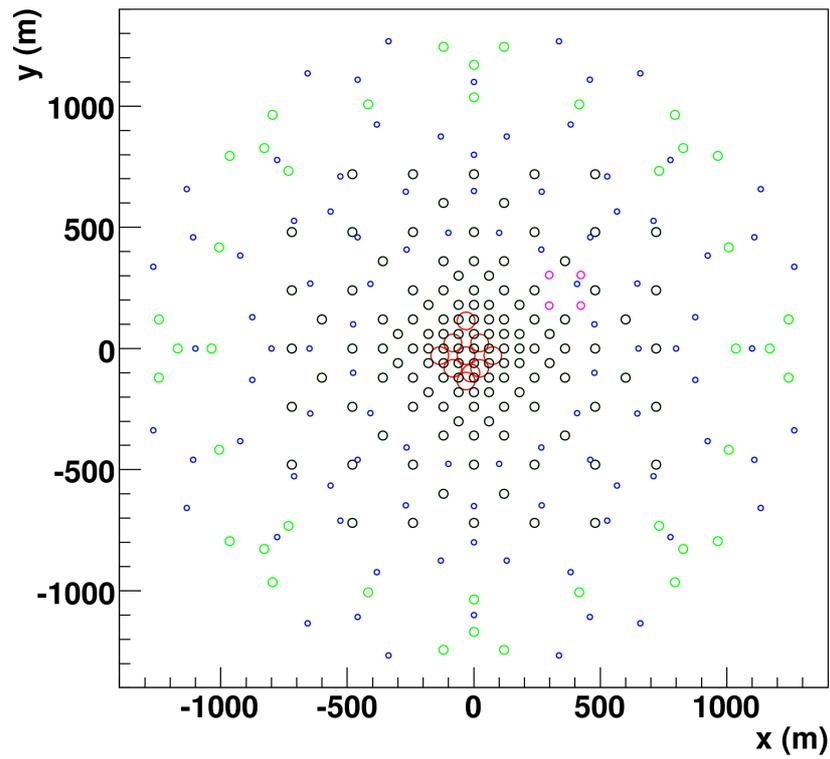


図 3.3.2: Super-Configuration アレイの望遠鏡 275 基の配置図。5 種類の望遠鏡が色分けされて表示されている（赤：24 m 口径望遠鏡、黒と緑：12 m、ピンク：10 m、青：7 m）。丸の大きさは反射鏡面積に比例する。

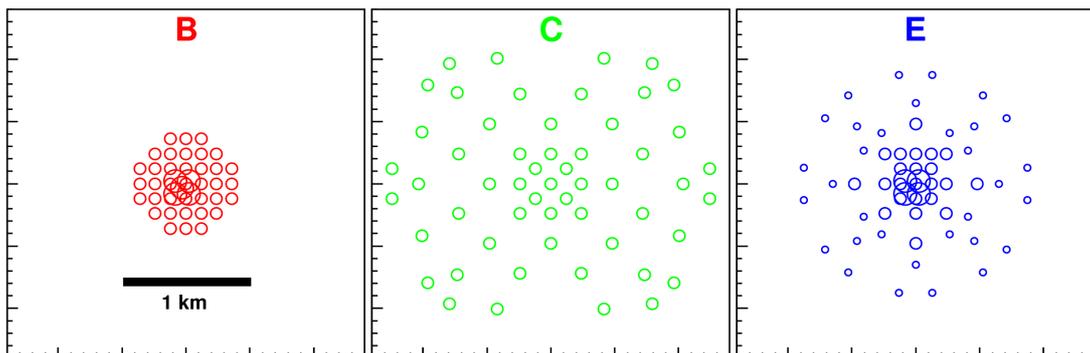


図 3.3.3: CTA 候補アレイの例（左からアレイ B、C、E）。いずれも Super-Configuration のサブセットとなっており、建設費用は 80 M ユーロ程度の見込みである。

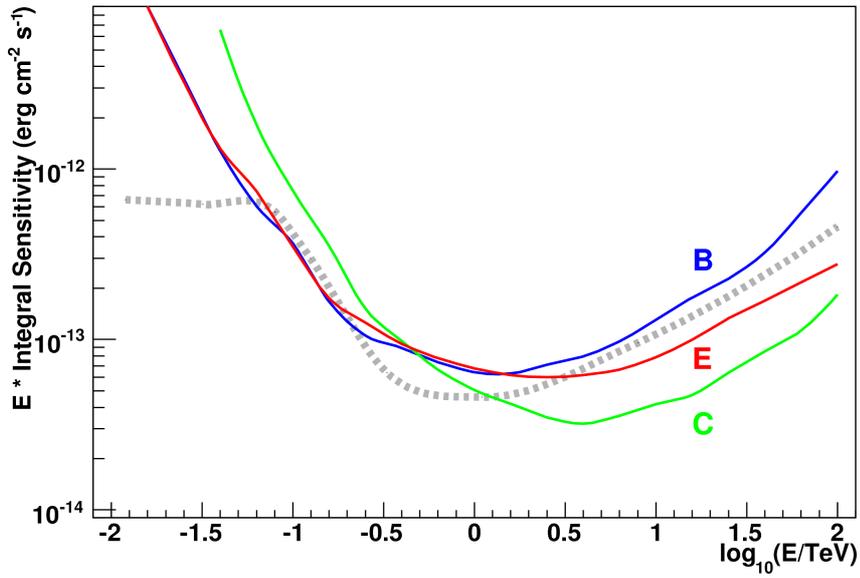


図 3.3.4: CTA 候補アレイ B、C、E の積分観測感度（天頂角  $20^\circ$  に位置する点源を 50 時間観測した場合）。破線は比較のため表示した CTA の目標感度。

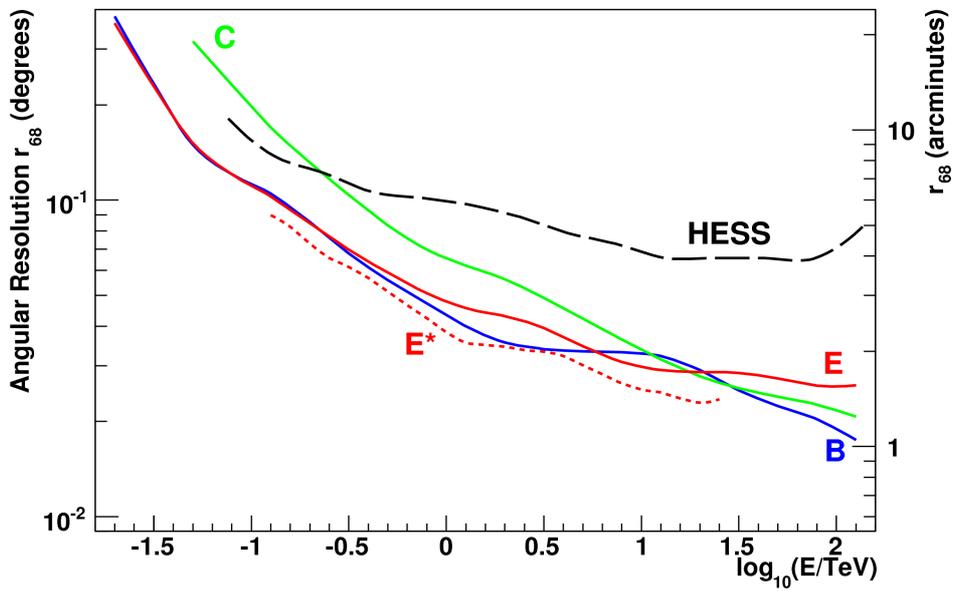


図 3.3.5: CTA 候補アレイ B、C、E の角分解能（68 % 確率円の半径）。アレイ E\* の点線は、アレイ E のデータにより洗練されたシャワー軸再構成方法を適用したもの。破線は比較のため表示した H.E.S.S. の角分解能。

### 3.3.4 今後の活動

シミュレーションデータ Production-1 による初期調査が終了し、現在はより詳細な望遠鏡アレイパラメーターを反映した Production-2 の大量生産を行っている。これまでは望遠鏡全てを同一点源に向けた場合の性能を調査してきたが、アレイをサブアレイに分割して別々の方向に向け、観測視野を広げた探索モードの性能評価も必要である。また、最も小口径の望遠鏡に関しては副鏡を利用してさらに視野を広げる案 (Schwarzschild-Couder 光学系[6]を利用) が検討され始めており、その損得を評価することも MC-WP の役割となる。非常に自由度の高いパラメーター空間において最適化を行う道具は確立しつつあるが、最適解を見出すには望遠鏡の正確なコストモデルと PHYS-WP からの定量的な要求が不可欠である。今後さらに WP 間の連携を強めていくことが必要となるであろう。

### 参考文献

- [1] D. Heck et al., CORSIKA: A Monte Carlo Code to Simulate Extensive Air Showers, Forschungszentrum Karlsruhe Report FZKA 6019 (1998)
- [2] M. Hillas, Proceedings of the 19th ICRC (La Jolla), (1985)
- [3] R. K. Bock et al., Nucl. Instr. Meth. A, 516, 511-528 (2004)
- [4] M. Lemoine-Goumard et al., Astropart. Phys., 25, 195-211 (2006)
- [5] J. M. Davies & E. S. Cotton, Solar Energy, 1, 16-22 (1957)
- [6] 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、25-100TeV ガンマ線測定に最適な 2000m-4000m の高度で、フラットな 1km<sup>2</sup>(北)、10km<sup>2</sup>(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 10m/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 26 度、高度 2400m)、メキシコ (San Pedro Martir, Baja California, 北緯 31 度、高度 2800m)。南半球の候補サイト、ナミビア(Kohmas Highland, 南緯 23 度、高度 1800m)、チリ (La Silla, 南緯 29 度、高度 2400m)、アルゼンチン (El Leoncito Reserve, 南緯 32 度、高度 2600m、Puna Highland, 高度 3700m) である。現在、衛星データの解析、現地調査を行っており、2010-2013 年の Preparatory Phase の間に、CTA の北半球、南半球サイトを決定する。

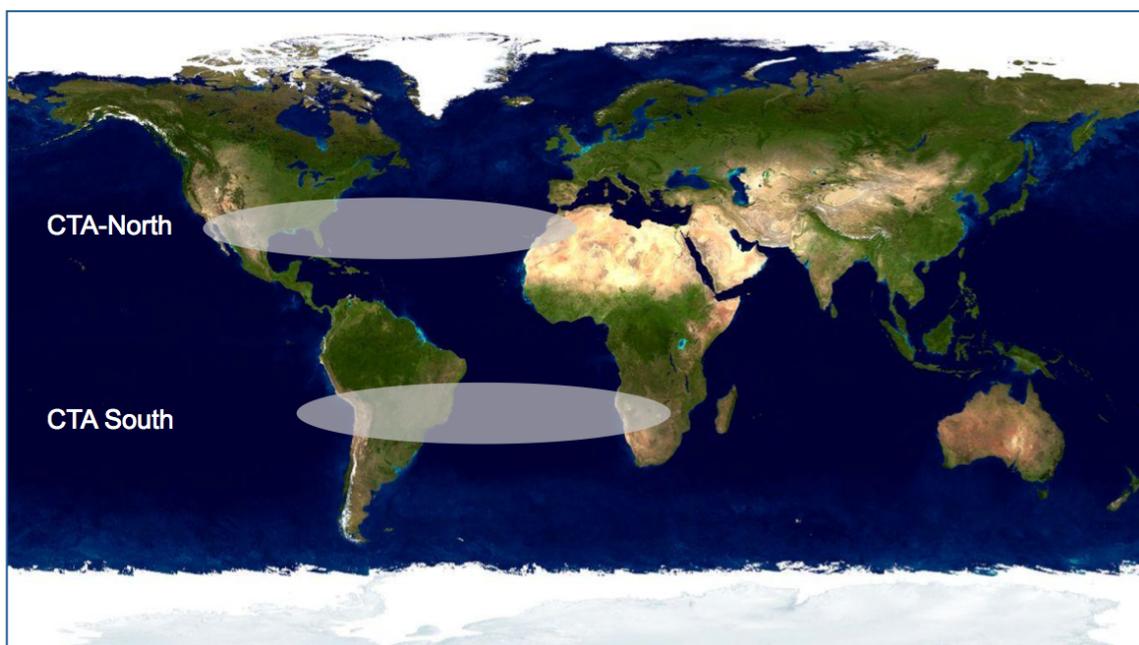


図3.4.1 CTA は北と南に2ステーション設置される。北半球では、カナリア諸島 (La Palma, Tenerife)、メキシコ (San Pedro Martir, Baja California)、南半球ではナミビア (Kohmas Highland)、チリ (La Silla)、アルゼンチン (El Leoncito Reserve, Puna Highland) が候補地としてあがっている。

### 3.5. 光学素子ミラー

CTAに必要なミラーの総面積はおよそ  $10,000\text{m}^2$  にのぼる。これだけのミラーを、経済的に製造するために、様々な技術が提案され、試作がおこなわれている。

H.E.S.S.では熱成形、研磨したガラスにアルミ蒸着、 $\text{SiO}_2$  保護コーティングを施すという、従来の手法が使われている。この技術の問題は、鏡が大型化すると、十分な剛性を持たせるためにガラス母材に厚みが必要になり、重量が増し、コスト高となる。

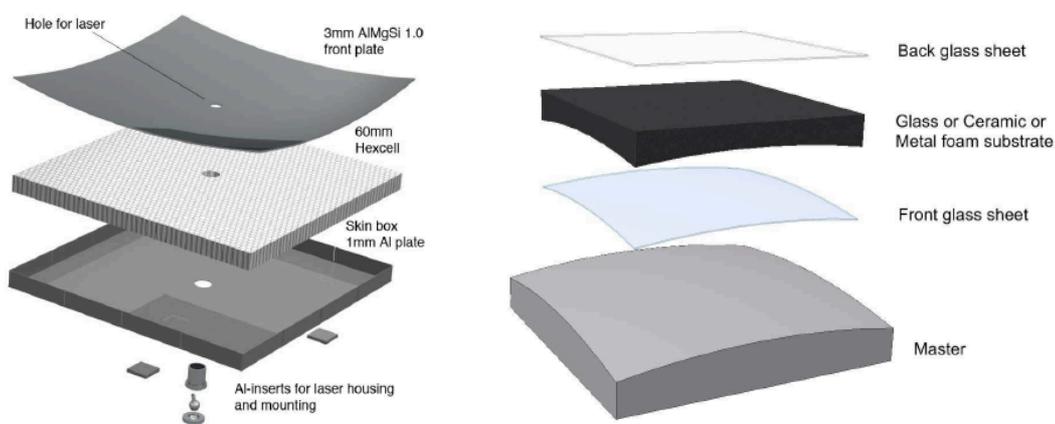


図 3.5.1 (左)MAGIC-I, MAGIC-II で採用されたオールアルミニウムミラー、鏡側表面はダイヤモンド・ターニングマシンで  $10\text{nm}$  表面精度で研削加工される。(右)ガラスシート+ハニカム/フォーム+ガラスシートの構造、接着剤で固定、マスターモールドから曲率を写し取る。MAGIC-II の半数のミラーはこの方法で製作された。

一方 MAGIC では、2 種類の方法を採用している。一つは、アルミハニカムをアルミプレートで挟み接着剤で固定し、ミラー面側を高精度のダイヤモンド・ターニングマシンで加工し、曲率をもった鏡面をつくる (オールアルミニウムミラー)。もう一つは、ガラスシート+アルミハニカム+ガラスシートのサンドイッチ構造を接着剤で固定し、マスターモールドから曲率を写し取るという方法である (コールドスランプミラー)。どちらの方法も  $1\text{m}^2$  サイズの鏡までは製作の実績があり、軽量の鏡を作ることができる ( $20\sim 30\text{kg}/\text{m}^2$ )。中口径望遠鏡、大口径望遠鏡では  $1.5\text{m}^2$  と  $2\text{m}^2$  の鏡が必要とされており、従来のガラスによる方法は、重量、コストから採用できず、オールアルミニウムミラー、コールドスランプミラーが必要となる。

大口径、中口径の望遠鏡では、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、これらのたわみをオンラインで補正する必要がある。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。これは **Active Mirror Control** と呼ばれ、MAGIC-I, MAGIC-II ではすでに実用化されている。各ミラーの方向は、それぞれのミラー中央についたレーザーにより較正される。カメラ面には、ターゲットが用意されており、各鏡からのレーザーがポインティングする位置を CCD カメラで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、その時のレーザーのポインティング位置を事前に較正しておく。

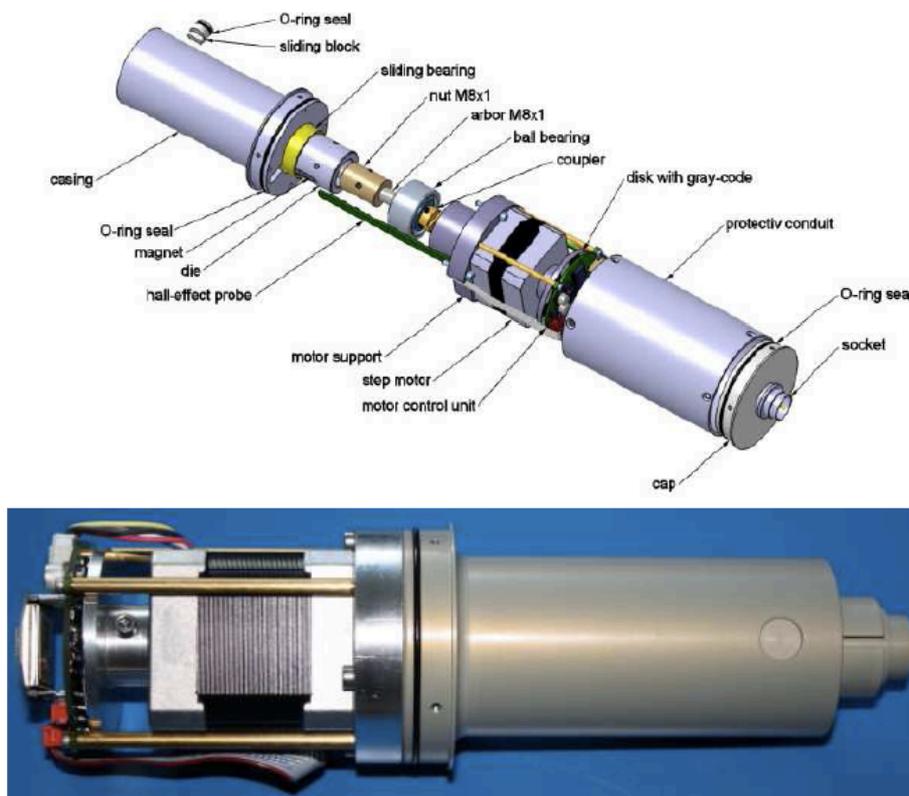


図 3.5.2 Univ. Zurich により開発されている CTA Active Mirror Control 用アクチュエーター。

### 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 では光電子増倍管のアレイを光検出器の主候補として焦点面カメラの開発が行われており、使用される光電子増倍管の総数はおおよそ 10 万本にのぼる。CTA 焦点面カメラに搭載する光検出器に要求される性能は下記の通りであり、これらを満たす光電子増倍管について、浜松ホトニクス社及び Electron Tube 社と協力して開発が進められている。10 万本に及ぶ光電子増倍管を CTA 建設期間中に納品可能な企業は、世界でもこの二社に限られている。

- カメラピクセルサイズ： 0.1 度, 50mm
- 光電子増倍管外形(光電面直径)： 1.5 インチ( 34mm)
- 窓形状: convex/concave/hemispherical
- 有感波長領域： 300-600nm
- 感度： ピーク量子効率 35%以上
- ダイナミックレンジ: 1 光子識別可~5000 p.e.以上
- アフターパルス：  $2 \times 10^{-4}$  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 浜松ホトニクス社製 R8619 及び R9420 光電子増倍管

現在 CTA 用の光検出器の候補として、浜松ホトニクス社のスーパーバイアルカリ光電面をもつ 1.5 インチ光電子増倍管 R8619 等の CTA 用への改良が精力的におこなわれており、CTA での要求値を満たす仕様の光電子増倍管が完成しつつある。

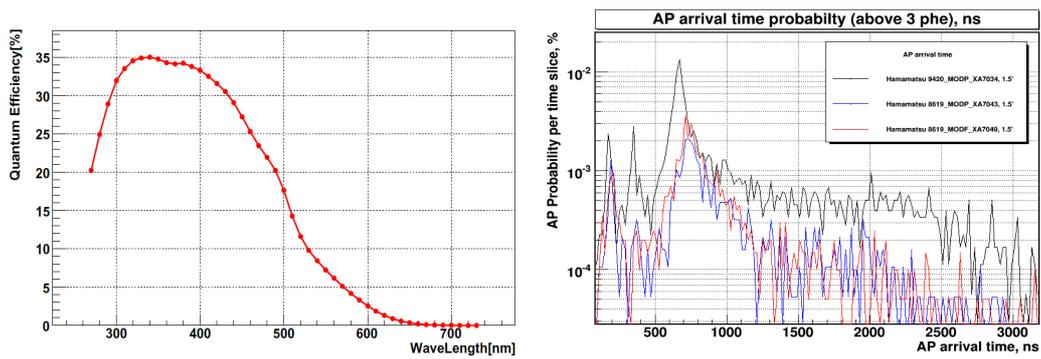


図 3.6.2 (左) R8619 量子効率曲線、(右) R8619 アフターパルスレートの時間依存性。

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、デッドスペースを減らし、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デザインを行う。



図 3.6.4 光電子増倍管の前面に配置されるライトガイド。



図 3.6.5 チェレンコフ望遠鏡焦点面カメラ(MAGIC-II)。高透過率入射窓でシールされる。CTA 大口径望遠鏡ではこの倍以上のカメラ径となる。

### 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、数十～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、毎秒数百メガ～数ギガ回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  $0.1 \sim 数 \mu$  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  $10 \mu$  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、二つの波形サンプリング方式（flash ADC 方式およびアナログメモリサンプリング方式）をベースに開発が進んでいる。

#### ・Flash ADC 方式

光センサーからの波形を毎秒数百メガから数ギガのサンプリング速度で、flash ADC を用いて A/D 変換し、リングバッファメモリ（数十  $\mu$  秒長）に記録する方式であり（図 3.7.1）、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。しかし、flash ADC のダイナミックレンジは、典型的に 8-10 ビットに止まるため、2 種類の増幅率を持つ並列変換あるいは増幅切替えが必要である。また、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速度を必要とする。

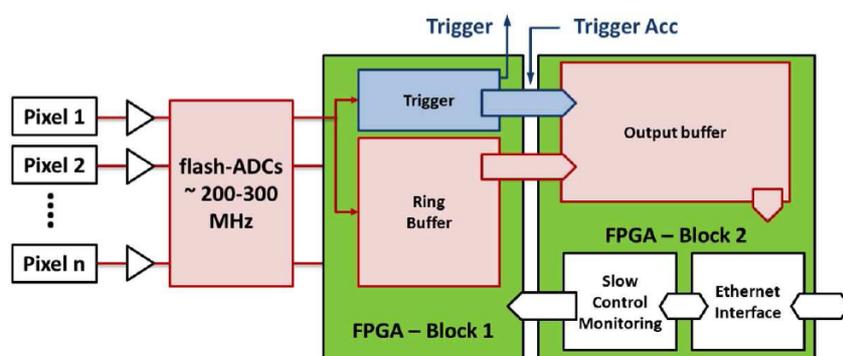


図 3.7.1 Flash ADC を用いた波形記録方式

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。

#### ・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毎秒数百メガ～数ギガ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)。記録できる時間の長さは、キャパシター数(128 から数千) と、サンプリング時間の積で決まり、数 $\mu$ 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。現在のアナログメモリの入力ダイナミックレンジは、せいぜい 12 ビットであり、Flash ADC 方式と同様に、異なる増幅率の並列変換や非線形の入力段が必要である。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。

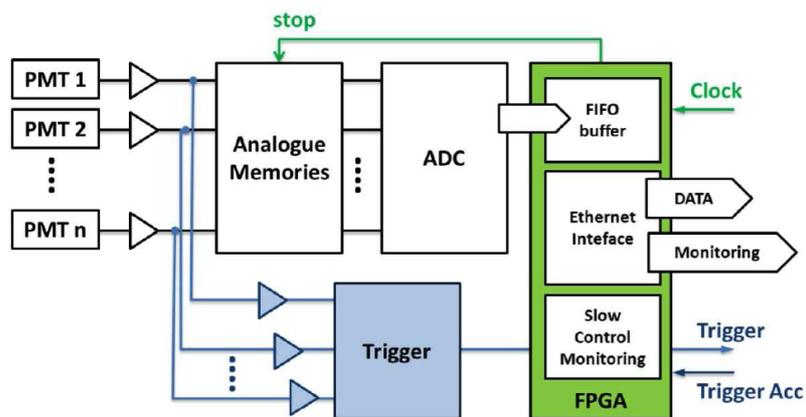


図 3.7.2 アナログメモリ ASIC を用いた波形記録システム。

**トリガー・データ転送** 個々の望遠鏡のローカルトリガーは、最初に、ピクセル毎の閾値判定(1次)、次に、1次トリガーのピクセル位置分布などによって生成された後(2次、 $\sim 10$  kHz)、望遠鏡アレイ全体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、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。

### 3.8. CTA オペレーション・データセンター

CTA は、コミュニティーに開かれた天文台として運営される。Observer からのプロポーザルが Science Operation Center に提出され、評価、審査、採択が行われる。Array Operation Center 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。Science Operation Center, Array Operation Center は EU の中心的な機関(ESO または CERN)に設置される可能性が高い。取得されたデータは、Science Data Center に送られ、校正、Quality の確認が行われた後、Observer (観測提案者) に送られるとともに、ある時期を経て Archive されコミュニティーに公開される。

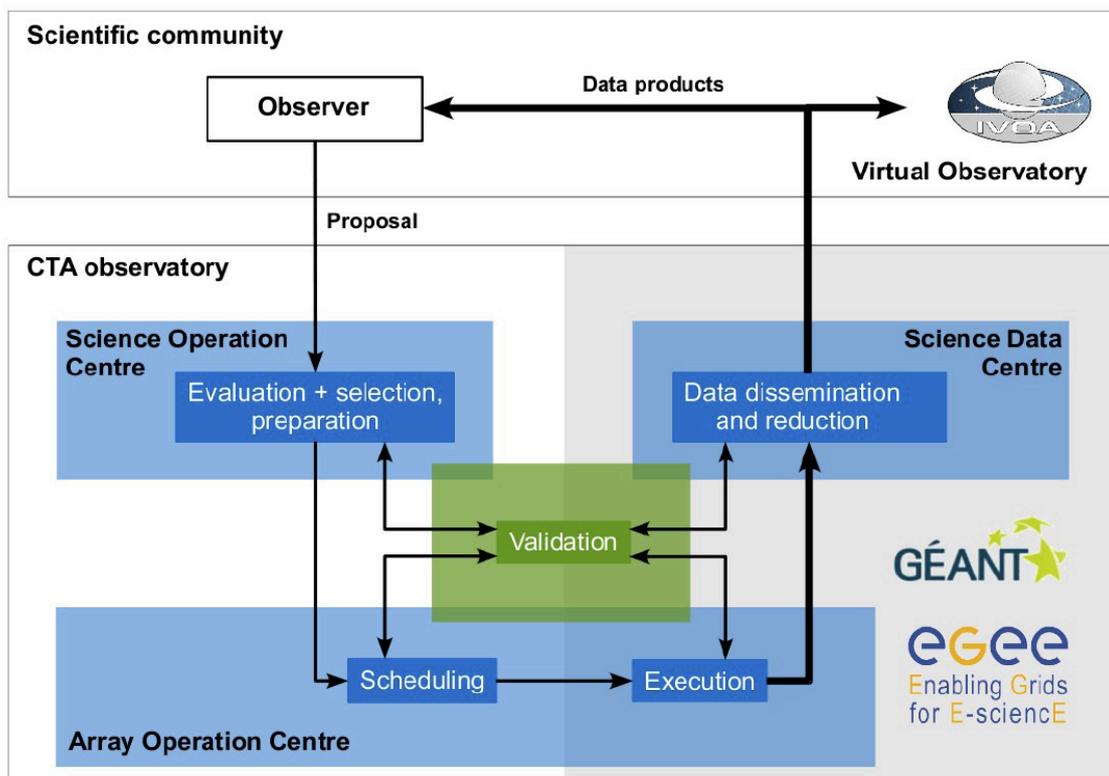


図 3.8.1 CTA は天文台として運営される。Science Operation Center, Array Operation Center, Data Center の三つのセンター、また high level データが archive される Virtual Observatory が考えられている。CTA の観測は、Observer がプロポーザルを書き、Science Operation Center での評価、採択のもと観測が行われる。すべての、データは Observer に即座に提供され、ある時期を経て Virtual Observatory に archive され公開され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

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-parameterization 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。

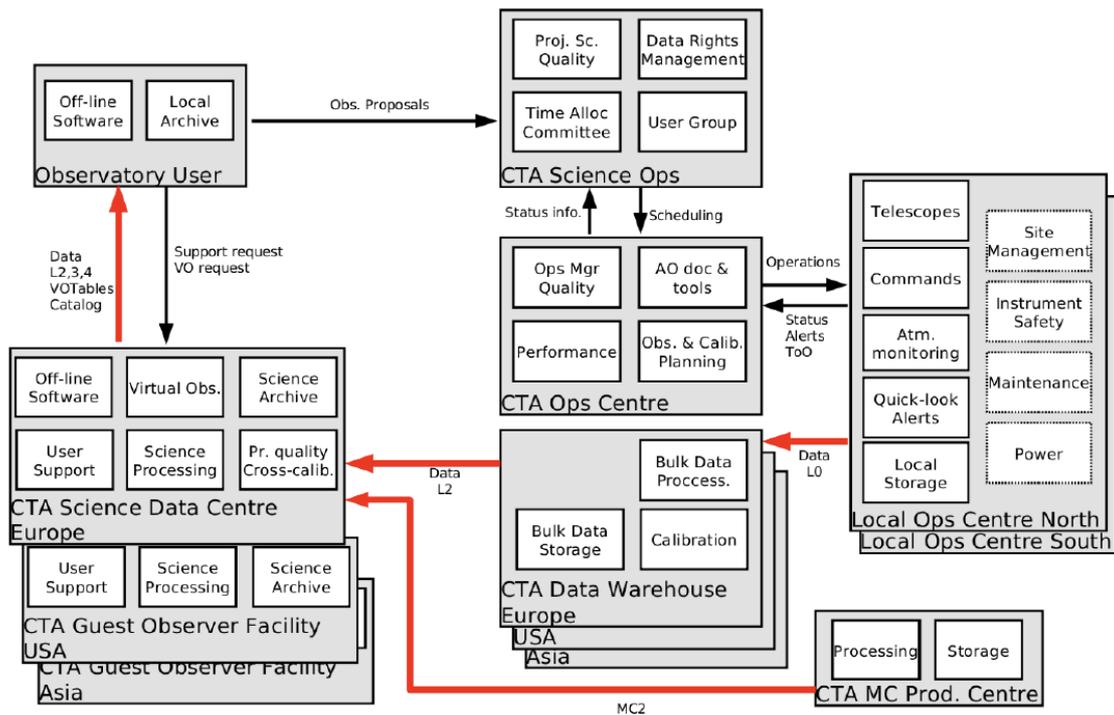


図 3.8.2 プロポーザル、スケジューリング、観測、そして観測データ、High Level data の流れ。



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 (このようなイメージ)。

### 3.9. タイムスケジュール

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はじまる。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 年の報告書改訂版では、物理、工学の分野で選定された 8 つの重要大型プロジェクトの一つとして認められた[1]。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 の枠組みをこえて、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 の予算と CTA-PP に進むことが承認された。2010 年 9 月には Design Study を終了し、PP に移行する。CTA-PP は 2010 年より 3 年間継続する。その後、2014、2015 年に CTA の本格的建設が開始され、期間は 5 年間で想定されている。2016 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。

2010 年から 2013 年末まで続く Preparatory Phase では、装置の詳細デザイン、各要素のプロトタイピング、各望遠鏡プロトタイピング、企業選定、予算準備が行われる。

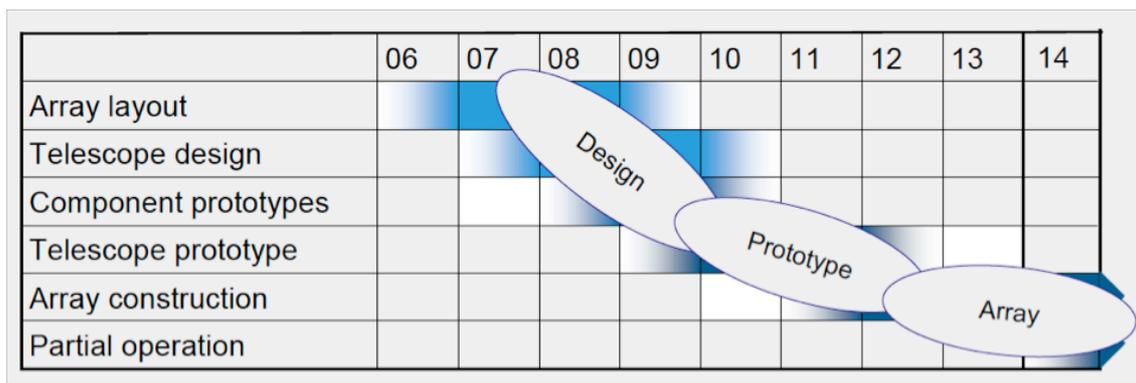


図 3.9.1 タイムスケジュール。現在、ほぼ Design Study は終了し、2010 年末より Preparatory Phase に入り、詳細デザイン、プロトタイピングへと進み、2014-2015 年より本格的建設を開始する予定である。

### 3.10. EU での状況

前節で述べたように、CTA は、3 年間の Design Study の期間を終了し、Preparatory Phase へと移行しつつある。80 以上の研究機関から、600 名以上の研究者が集まり、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 で推薦を受けている[1]。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[2]。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、2008 年の Roadmap 報告書において、CTA は、物理、工学の分野で、8 つの重要大型プロジェクトの一つとして推薦されている[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。

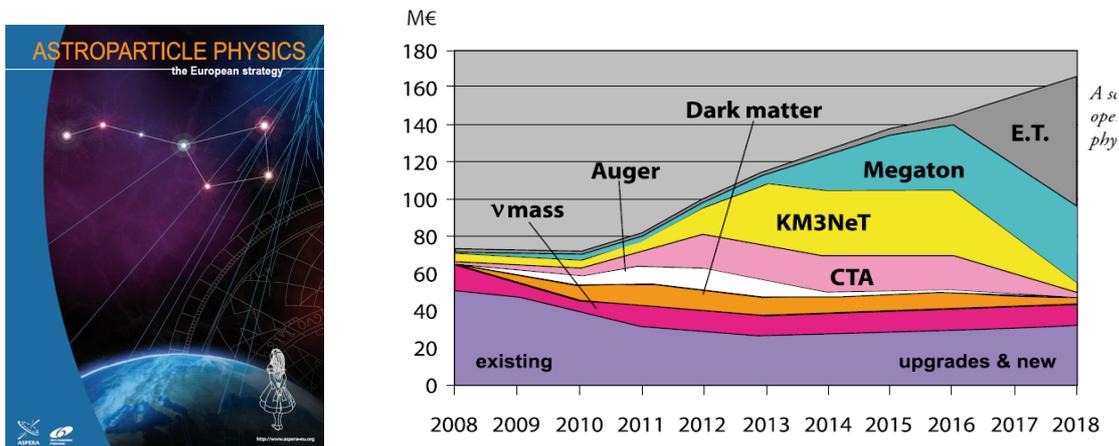


図 3.10.1 ASPERA (EU Astroparticle Physics ネットワーク) Roadmap の表紙。ASPERA は EU の Astroparticle Physics ネットワーク。この報告の中で、7 つの将来計画または研究分野が推薦されているが、CTA はこの中で非常に高いプライオリティーで推薦されている[1]。

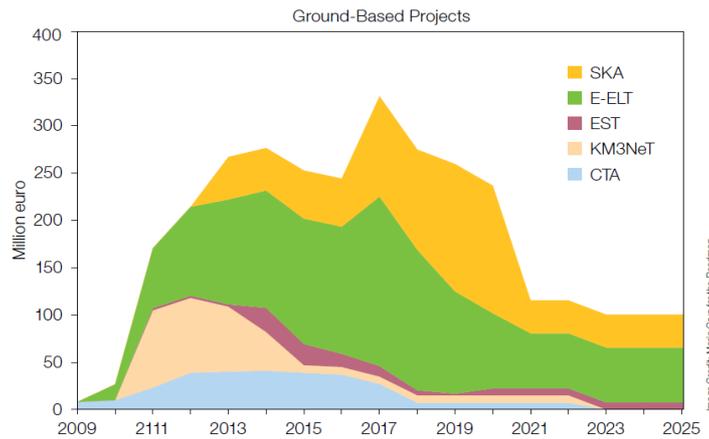
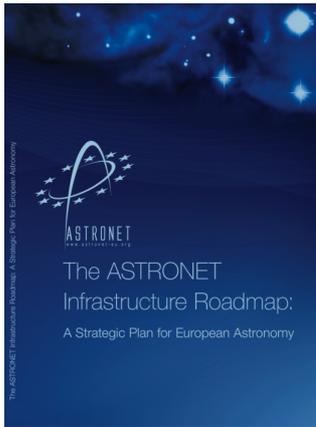


図 3.10.2 ASTRONET(EU Astrophysics ネットワーク) Roadmap の表紙。この報告の中で 5 つの重要な地上研究施設の一つとして CTA は推薦されている[2]。



<b>CTA</b>	150
E-ELT	950
ELI	400
<b>FAIR</b>	1187
KM3NeT	200
PRINS	1400
SKA (GLOBAL)	1500
<b>SPIRAL2</b>	196

図 3.10.3 ESFRI Roadmap。(右) 物理、工学分野のプロジェクトリスト、数字は予算額。グリーンラベルはすでに建設が開始されていることを意味する[3]。

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始まっており、正式な予算化へと進みつつある。

## 参考文献

[1] ASPERA Roadmap: [http://www.aspera-eu.org/images/stories/roadmap/aspera\\_roadmap.pdf](http://www.aspera-eu.org/images/stories/roadmap/aspera_roadmap.pdf)

[2] Astronet Roadmap: <http://www.astronet-eu.org/IMG/pdf/Astronet-Book.pdf>

[3] ESFRI Roadmap:

[http://ec.europa.eu/research/infrastructures/index\\_en.cfm?pg=esfri-roadmap&section=update-2008](http://ec.europa.eu/research/infrastructures/index_en.cfm?pg=esfri-roadmap&section=update-2008)

## 4. 日本の貢献

### 4.1. CTA-Japan の戦略

CTA-Japan は昨年度より組織化が進み、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 50 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めの Partner (研究グループ)となりつつある。CTA-Japan の効率的な運営、活動をはかり、CTA という大きな国際共同実験の中で、日本がいかに Leadership をとり Visibility をあげていくかが重要な課題である。

CTA-Japan では、Design Study で定義された 10 の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、参加の遅れを取り戻すべく、非常に早いスピードで R&D 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 Visibility が確実にあがりつつある。また、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、将来的に 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)を明確にすることである。

MC は、上の要求仕様、装置性能を CTA で達成するために、それぞれの大口径、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、最適化する作業が行われる。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 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。

## 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 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早急に進めている。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、プロトタイプ ver.1 のデザイン・製作が進んでおり、2010 年暮れには、7ch PMT クラスターと DRS-4 Proto Ver1 とを組み合わせ、CTA-Japan が、CTA グループの中で最初に 7ch クラスターモジュールを試作、評価する予定である。

## 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、さらに、年に 1 度の定期的確認を行う。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。

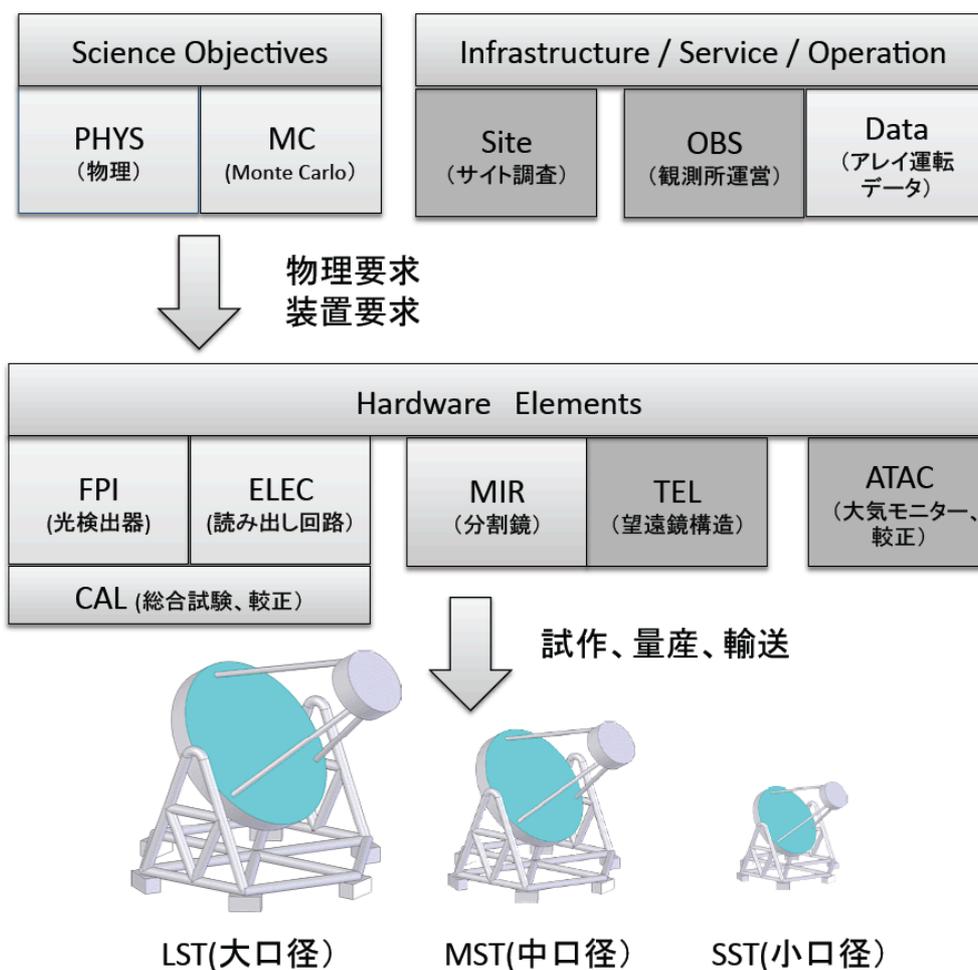


図 4.1.1 各ワーキングパッケージと CTA-Japan の貢献。明るいボックスが日本の貢献に対応する。日本は PHYS, MC, FPI, ELEC, MIR に積極的に貢献しており、FPI, ELEC に高い付加価値を与えるため日本独自の CAL (総合試験、校正) を新たに加えることとした。

## 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、大型鏡製作の可能な会社が国内にある。CTA で採用されるであろう Cold Slump 法により、もっとも技術的に困難と思える大口径望遠鏡の鏡 (六角形 1.5m サイズ、曲率半径 55.2m) の試作を進めている。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。50cmx50cm サイズの鏡の試作には成功している。1.5m サイズの鏡の開発は CTA 内ではまだどのグループも手をつけておらず、日本で 1.5m サイズ鏡の開発に成功すれば、日本からの非常にユニークな貢献になる。

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、仕様がはっきりとしている大口径望遠鏡、および中口径望遠鏡に必要とされる Element である。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 20 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 25PBytes 程度の Storage 容量が必要になる。これだけのストレージを 1 カ所に設置するのは、それだけで大型予算が必要になり、実現可能性が低いと考えられる。いくつかの大学、研究機関に分散して保管領域を確保し、それらをどこからでも場所を意識せずアクセスできるような分散システムの構築がより現実的と考える。各大学、各研究機関の計算機システム更新時に CTA データ領域を確保することと、さらに、それらを高速の学術ネットワークでバーチャルに融合するソフトウェアの整備、運転人員が必要となる。

## 4.2 理論

PHYS (物理) 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) を明確にすることである。具体的には、MC (モンテカルロ) から提供されている CTA の簡易シミュレーションコードを用いて、どのような Array 配置が良いか、どのような観測戦略 (TOO や Survey モード) が必要かなどを、各自の得意な物理ターゲット (sub-WP) に対して定量的に議論する。MC からは A, B, ..., K といった幾つもの Array 配置が提供されているが、大別すると、低エネルギー (<100GeV) の感度が良い配置 (B)、高エネルギー (>10TeV) の感度が良い配置 (D)、中間エネルギー (~TeV) の感度が良い配置 (I) に分けられる。コードは ROOT で書かれており、CTA-Japan と CTA 本家のホームページ、wiki ページ (WP PHYS と WP MC のページ) を参照すれば誰でも使用可能である [1,2]。現在、コードは CTA 内部に限定されているが、public にした方が良いという議論がなされている。

CTA Japan PHYS としては 10-20%の貢献を目指し、2-3 の sub-WP で CTA-Japan のメンバーが主導権を取ること为目标にする。現在 CTA Japan PHYS は 28 名で、関係する主な sub-WP は、① AGNs / EBL / Cosmology ② CR / SNRs / Mol. Clouds ③ GRBs / MW / Transients である (表参照)。これらの sub-WP における主導権を狙うのが現実的と言える。特に GRB sub-WP ではメンバーがコーディネーターを勤めることになり、着実に前進している。

しかし、参加の遅れを取り戻し、目標の貢献に達するには更なる努力が必要である。Leadership を取り Visibility を上げるための鍵となるイベントは以下のようになる。

1. Telcon。約 1 ヶ月に 1 度、EVO を使った CTA PHYS の会議が行われる。参加し議論、情報収集をする。PHYS のコーディネーターである Diego F. Torres が、CTA PHYS のメーリングリストを通じて telcon を周知する。

2. 各 sub-WP への加入。各 sub-WP は Task Leaders がコーディネートしている (連絡先は[1]参照)。各自が Task Leaders にコンタクトを取りメーリングリストに入って議論に参加する。ここで、CTA-Japan という組織として活動するのではなく、個人で貢献していくことが重要である。歴史的に HESS、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。

<b>PHYS (理論)</b>	<b>計 28 人 (2010.8.11 現在)</b>
<b>Dark Matter / Fund. Physics</b>	<b>7</b>
<b>EBL / Cosmology</b>	<b>7</b>
<b>AGNs</b>	<b>10</b>
<b>CR / Clusters / Starbursts</b>	<b>8</b>
<b>MQ / Binaries</b>	<b>2</b>
<b>CR / SNRs / Mol. Clouds</b>	<b>14</b>
<b>PWNe</b>	<b>5</b>
<b>Pulsars / Glob. Clusters</b>	<b>3</b>
<b>MW / Transients</b>	<b>12</b>
<b>GRBs</b>	<b>12</b>
<b>Surveys / Sub-arrays</b>	<b>1</b>
<b>Extended / Diffuse Srcs.</b>	<b>4</b>
<b>Intensity Interferometry</b>	<b>0</b>
<b>DC Light / CR composition</b>	<b>1</b>

図 4.2.1 PHYS (物理) の sub-WP (分野) 分布。1 人につき最大 3 分野まで関係する。GRBs は MW / Transients から新たに独立したので、構成人員は同じである。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)

3. CTA consortium meeting。半年に 1 回、CTA の全体会議がある。ここで発表をすることは非常に重要である。2010 年 5 月に行われた会議 (ドイツ、Zouthen) では 3 人が発表した。この会議の PHYS は Diego F. Torres が取りまとめたため、発表の交渉は CTA Japan PHYS コーディネーターを通じて行われたが、今後は各メンバーが sub-WP の Task Leaders と個人レベルで交渉するようになる可能性が高い。2010 年 11 月 (イ

ギリス)、2011年5月(フランス)に会議が予定されている。発表は、自分の仕事の宣伝ではなく、CTAのためのMCコードを使った内容でなければならない。

4. 2011年8月頃に書かれる予定の「Science with CTA」の作成に貢献する。

5. 最終的には、サイエンスの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。

## 参考文献

[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

CTA-Japan MC チームは2009年12月に発足し、先行しているヨーロッパのMC-WPの調査活動に加わった。Production-1(3.3章参照)のサマリーデータを取得し、H.E.S.S.スタイルのシミュレーションコードの使用法を習得しつつ、CTA 候補アレイの性能評価を行っている。登録メンバーは現在のところ10名と小規模であり、活動規模を拡大していくことが今後の課題である。当面の活動は、東京大学宇宙線研究所の共同利用グリッドコンピューターシステムを利用して行われる。

CTA では、口径が異なる3種類の望遠鏡 LST (Large Size Telescope)、MST (Medium)、SST (Small) を建設し、それらを組み合わせ、ハイブリッドアレイを展開する予定である。これらのうち SST の役割は LST, MST と異なるコンセプトに基づく。従来の大気チェレンコフ光観測では、光量が最も大きいシャワー軸から半径約150 m 以内の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、一つのシャワーをより多くの望遠鏡で観測することにより、ガンマ線検出感度を最大化できるためである。一方、SST の役割は約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150 m 以遠でも検出可能となり(図4.3.1)、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[1, 2]。

上記 SST の新しいコンセプトは従来の実験で実証されていない未知の領域である。CTA-Japan MC チームには SST アレイと類似した TenTen 計画[3]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。一例として、望遠鏡を広間隔に配置したアレイにおいては、空気シャワー像内でのチェレンコフ光到着時間の勾配が SN 比の改善に有用であることがわかっており[4]、この解析方法の適用とアレイ最適化に貢献できる。2010年に入って開始された SST 用 Schwarzschild-Couder 光学系の有効性の検討は調査をさらに複雑なものにし、CTA-Japan MC チームが貢献する余地が十分にある。

上記に限らず、他の 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。

## 参考文献

- [1] A. V. Plyasheshnikov et al., J. Phys. G, 26, 183-201 (2000)
- [2] T. Yoshikoshi, Proc. of Towards a Network of Atmospheric Cherenkov Detectors VII (Palaiseau), 359 (2005)
- [3] G. Rowell et al., Nucl. Instr. Meth. A, 588, 48-51 (2008)
- [4] V. Stamatescu, PhD thesis, Univ. of Adelaide (2010)

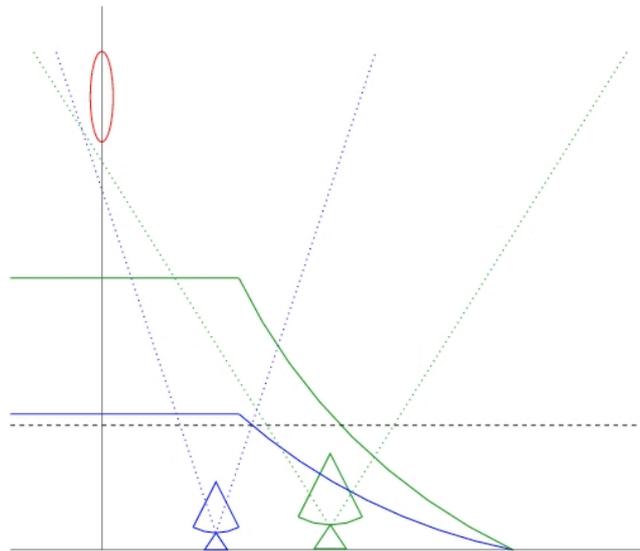


図 4.3.1: 広間隔アレイによる大気チェレンコフ光観測の概念図。空気シャワー（赤）から発する大気チェレンコフ光の地上における横方向分布（青の実線）のシャワー軸（縦の実線）から約 150 m 以内にはプラトー領域があり、従来の望遠鏡（青）はこの領域で閾値（破線）以上の大気チェレンコフ光を検出する。シャワー軸からより遠方の望遠鏡（緑）でも、口径がより大きいか入射一次粒子のエネルギーがより高い場合はチェレンコフ光量が閾値を超え（緑の実線）、観測可能となる。ただし、点線で表した視野が従来の望遠鏡より広い必要がある。

#### 4.4. ミラー

日本の宇宙線グループでは、望遠鏡アレイで大型鏡を製作の経験と実績がある。また、大型 LED ディスプレイ焼き付け工程に必要とされる、3m サイズまでの大型反射鏡を製作できる会社（三光精衡）が、国内に存在する。3.5 節で述べたように、大口径望遠鏡(23m 口径)には、対辺 1.5m 六角形、曲率半径 55.2m のセグメント鏡、中口径望遠鏡(12m 口径)には、対辺 1.2m 六角形、曲率半径 31.2m のセグメント鏡が必要となる。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。現在、三光精衡において、Cold Slump 技術により、鏡の試作を開始している。3mm-t のガラスシート、60mm-t アルミハニカム、3mm-t 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。

- 底板になるガラスシートにアルミハニカムを接着する。アルミハニカム上面をミリングマシーンで所定の曲率になるように研削する。この時、中央部へこみは、辺中央から、およそ  $5.16 \pm 0.05$  mm となる。
- モールドの上にガラスシートをのせ、アルミハニカムの研削された面と接着し、プレスした状態で 12-24 時間固定し、モールドの表面曲率をガラス面に写し取る。
- ガラス鏡面を洗浄、プライマー処理。スパッタリングマシーンによりガラス鏡面に AlNd 反射膜を生成する。さらに、保護膜として、 $\text{SiO}_2$ ,  $\text{HfO}_2$ ,  $\text{SiO}_2$  の多層膜コーティングを施し、400nm を中心として反射率(反射率>95%)を向上させ、かつ強固な保護膜とする。

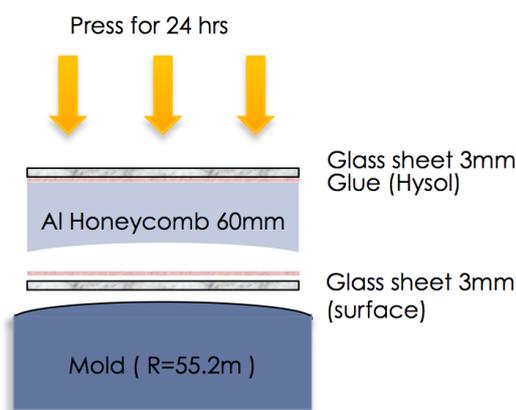


図 4.4.1 (左)Cold Slump 技術の概念図。(右) 三光精衡において Cold Slump 技術で試作した 50cm x 50cm 角型ミラー (曲率半径 30m、集光率 91%)。

## 大口径望遠鏡セグメント鏡のスペック

1. 外形 1510mm (flat-flat) Hex
2. 焦点距離、曲率半径 27.6m, 55.2m
3. スポットサイズ <math>< 0.03^\circ \sim 15\text{mm}</math>
4. 反射率 > 90% at 400nm, > 85% at 300-600nm
5. 反射率経年変化 <math>< 2\%/yr</math>, SiO<sub>2</sub> + HfO<sub>2</sub> + SiO<sub>2</sub> Multi-coating
6. 重量 <math>< 40\text{kg}</math>
7. 耐水性 IP66

## 中口径望遠鏡セグメント鏡のスペック

1. 外形 1200mm (flat-flat) Hex
2. 焦点距離、曲率半径 16m, 32m
3. スポットサイズ <math>< 0.05^\circ \sim 15\text{mm}</math>
4. 反射率 > 90% at 400nm, > 85% at 300-600nm
5. 反射率経年変化 <math>< 2\%/yr</math>, SiO<sub>2</sub> + HfO<sub>2</sub> + SiO<sub>2</sub> Multi-coating
6. 重量 <math>< 25\text{kg}</math>
7. 耐水性 IP66

大(23m)口径望遠の鏡鏡面の面積 400-440m<sup>2</sup> であり、CTA では、南北両半球で合計 8 台の大口径望遠鏡が建設される予定であり、総面積として 3200-3600m<sup>2</sup> 必要である。また、中(12m)口径望遠鏡の面積は 100-110m<sup>2</sup> であり、南北両半球でおよそ合計 40 台の望遠鏡が建設され、4000-4400m<sup>2</sup> の鏡が必要となる。

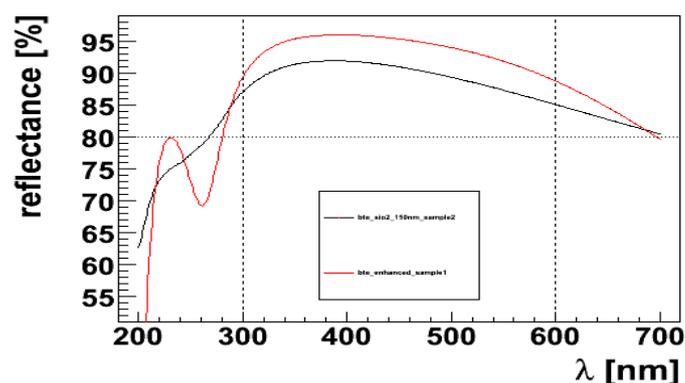


図 4.4.2 Heidelberg グループによるマルチコート試験。SiO<sub>2</sub>, HfO<sub>2</sub>, SiO<sub>2</sub> の 3 層保護膜コーティングコーティング(赤)。 SiO<sub>2</sub> の単層コーティング (黒) と比べ、300-600nm で反射率が ~5%増加していることがわかる。この方法は、H.E.S.S. 望遠鏡ミラーの再 coating に使われる。

## 4.5 光検出器モジュール

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り、CTA-Japan では現在、浜松ホトニクス社と共同で CTA 用光検出器モジュールの開発を行っている。CTA で使用する光検出器の第一候補として、半球面状のスーパーバイアルカリ光電面をもつ 1.5 インチサイズの光電子増倍管の開発を進めており、光電面材質・形状、ダイノード段数・構造などの改良により、光子検出効率、アフターパルス、電荷分解能、時間分解能、寿命などの性能について CTA での要求値を満たす仕様のものが完成しつつあり、CTA における採用が有力となっている。



図 4.5.1 浜松ホトニクス社製  
R8619 光電子増倍管

CTA-Japan ではさらに、光電子増倍管 7 本を一つの束とし、省電力コッククロフト・ウォルトン型高圧回路、前置増幅器及び高速読み出しエレクトロニクスを搭載した高性能な光検出器モジュールを他のグループに先駆けて開発を進めており、CTA における光検出器モジュールのデザインの決定に大きく貢献する。集光のためのライトガイドデザインやカメラ入射窓材の選定なども含め、焦点面カメラの光学的デザイン全系に関わる。

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ニング、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 20 名弱の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マンパワーが確保されつつある。

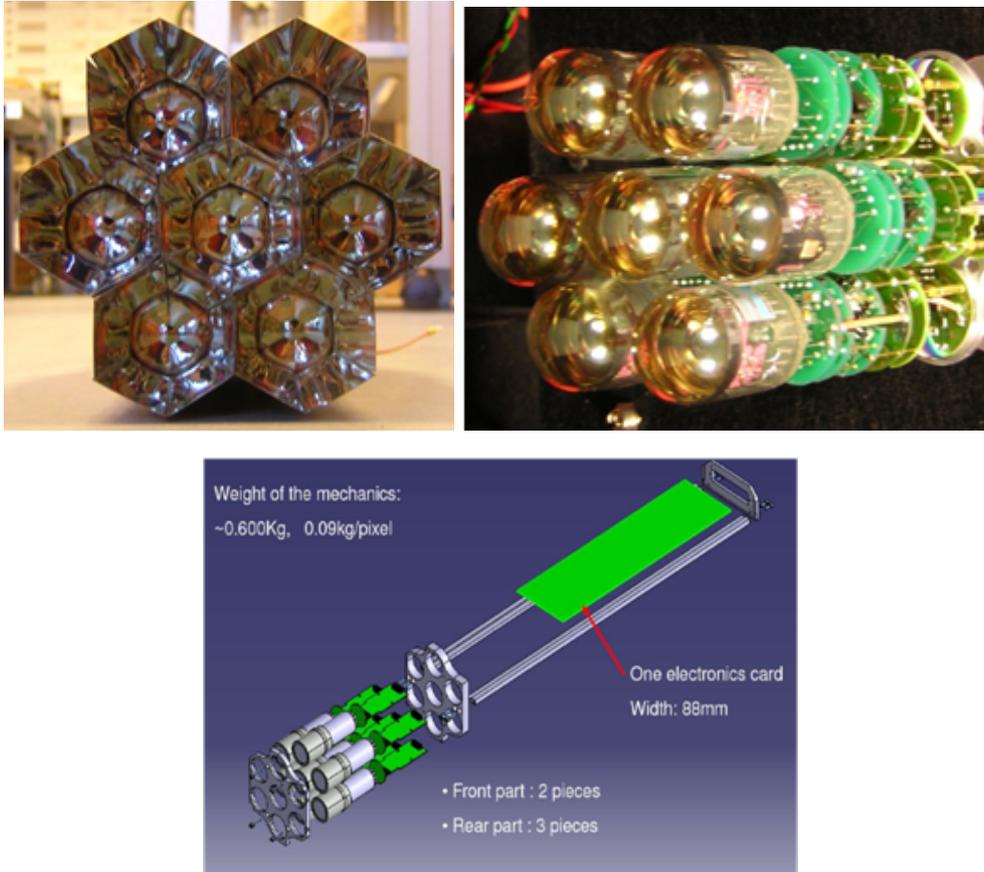


図 4.5.1 光電子増倍管 7 本による光検出器モジュール(写真は MAGIC-II のもの)。

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、冷却系、シーリング、カメラリッドなどを含むカメラ本体の 1/4 サイズ程度のものを製作し、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、読み出しエレクトロニクス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 SHIPPING 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。



図 4.5.2 カメラ本体と光検出器モジュールインストールテストの様子(MAGIC-II)。

## 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、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おり、ブロック図を図 4.6.1 に、フロアプランを図 4.6.2 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 ASIC に入力される。アナログメモリは、スイス PSI で開発された DRS4 チップを用いている

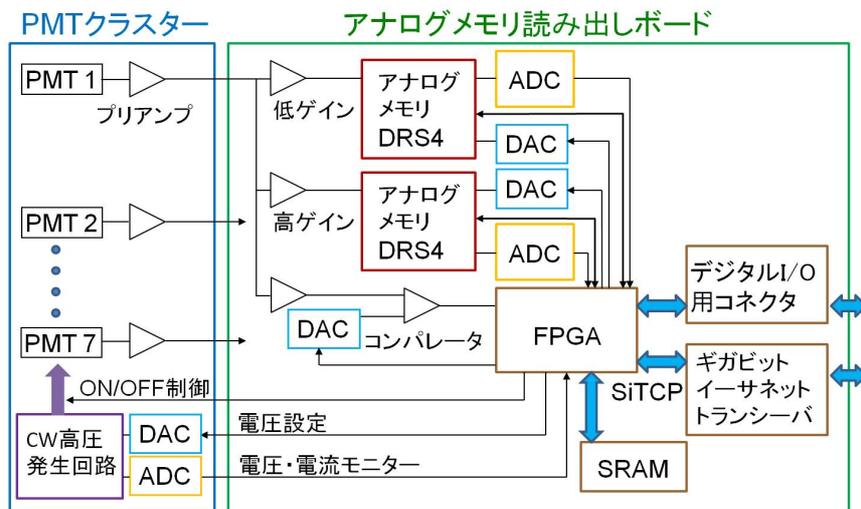


図 4.6.1 CTA-Japan が開発している PMT 読み出し回路のブロック図。

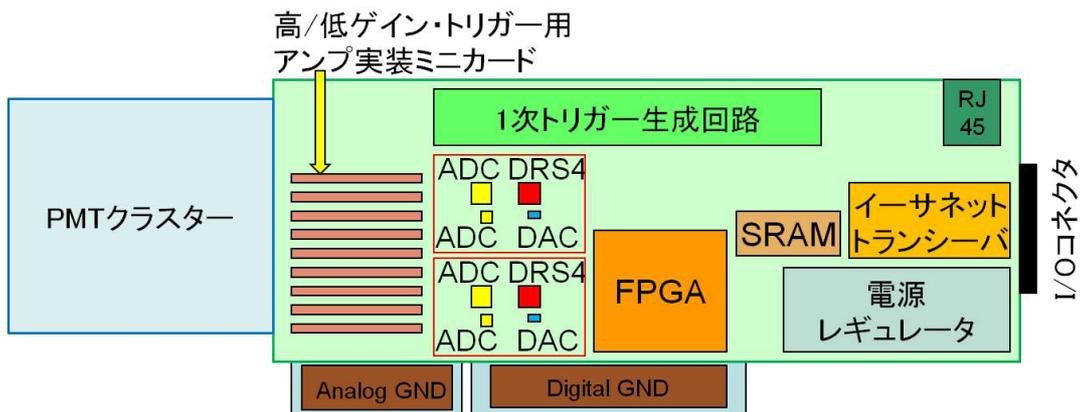


図 4.6.2 PMT 読み出し回路のフロアプラン。

(図 4.6.3)。これは、MAGIC-II で使用されている DRS2 チップの改良版であり、9 系統の差動入力を持ち、1 系統毎に 1024 個のキャパシターを持ち、毎秒 0.7 から 5 ギガ回

の速度で波形サンプリングすることができる。CTA-Japan では、毎秒 2 ギガ回でサンプリングする設計であり、1 系統あたりの DRS4 チップの消費電力は僅か 18mW である。

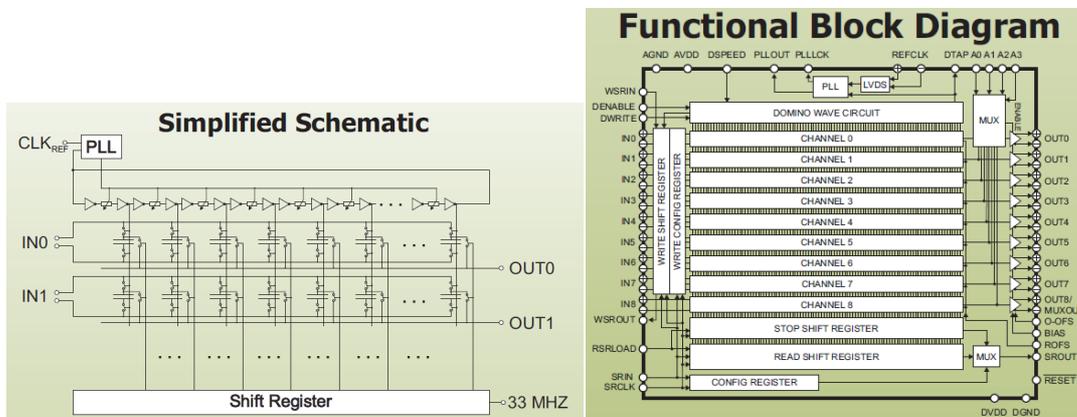


図 4. 6. 3 アナログメモリ DRS4 チップ。

トリガーが生成されると、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 ADC (12bit) によって A/D 変換され (~30 MHz)、FPGA を経由し SRAM に保存される。データ転送要求があると、SRAM に保存されたデータが、KEK が開発した SiTCP プロトコルを使って、ギガビットイーサネット経由で転送される。DRS4 読み出しボードに搭載された FPGA は、PMT クラスタ内の 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 制御も行う。

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おり、現時点では(2010 年 8 月)、回路レイアウト設計中であり、2010 年 10 月には、PMT と接続した試験を行う予定である。現在、イタリアグループが開発した一次トリガー生成回路 (図 4. 6. 4) の動作試験および DRS4 チップの評価ボード (PSI 製) を用いた DRS4 単体の性能評価も進めている。CTA-Japan では、さらに、AGIS 用に開発されたアナログメモリ ASIC (TARGET) を用いた読み出し回路の開発も進めている。

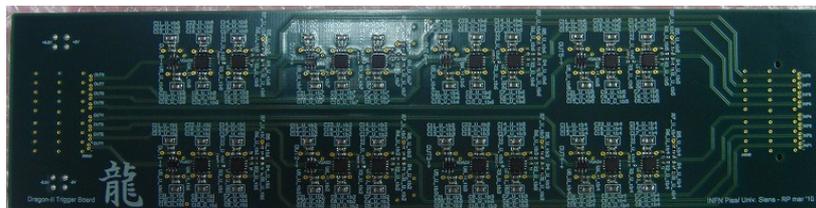


図 4. 6. 4 1 次トリガー生成回路。

#### 4.7. 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、物理成果をどんどん生み出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 データセンター（サブ、ミラー）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、およそ一晩に 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  $3 \times 10^6$  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、Calibration Constant 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、解析の開発には、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 25PBytes, CPU 300 Cores, Network Speed 200Mbytes/sec**

を持つデータセンターを 2015 年頃までに国内に整備する必要がある。検討が十分に必要であるが、国内でいくつかの大学に分散させた分散システムを組むのが、現時的かもしれない。

#### 4.8. 建設予算（CTA-Japan の貢献）、準備研究

CTA-EU の Tentative Schedule と同期するように、CTA-Japan では、2010-2013 年を準備研究期間(Preparatory Phase)と定義し、建設期間を 2014-2020 年と定義する。EU での予算は、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ろう。2014 年に CTA-Japan が建設に着手できれば、建設フェーズにおいて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する。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 クラスタモジュールを製作する。このモジュールは End to End の総合試験、較正（CAL）を行い、CTA 建設現地に輸送される。基本的にカメラの筐体部分をのぞく、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、経験と実績のある反射鏡を、もう一つの重要な日本の貢献とする。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要求される大口径望遠鏡 1.5m ミラーを製作する。

上に述べた経費以外に、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参加経費を徴収し、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され、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 200 億円として、日本人研究者数が全体の 10%とすると、年間の Common Fund 総額は 10 億円、CTA-Japan 負担分が 1 億円ということになる。このような Common Fund 経費をどのように負担するか、技術的にクリアしなければならない問題がある。

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。データセンターについては分散システム化するのが現実的と思える。このような分散データセンターをどう実現していくか、早急に検討を行う必要がある。

項目	必要数内訳	pcs	単価(千円)	小計(千円)
LST-FPI 光電子増倍管	7ch x 410cl x 8Tels	22,960	20	459,200
LST-FPI Winston cone	7ch x 410cl x 8Tels	22,960	5	114,800
LST-FPI CW-HV 回路	410cl x 8Tels	3,280	35	114,800
LST-FPI FE回路	410cl x 8Tels	3,280	35	114,800
LST-FPI クラスターフレーム	410cl x 8Tels	3,280	70	229,600
LST-FPI Low Noise LV	8Tels	8	2,000	16,000
LST-ELEC 読み出し回路	410cl x 8Tels	3,280	200	656,000
LST-ELEC トリガー回路	410cl x 8Tels	3,280	50	164,000
LST-ELEC スローコントロール	410cl x 8Tels	3,280	35	114,800
LST-ELEC 望遠鏡トリガー	8Tels	8	2,000	16,000
LST クラスター輸送費	1container x 8Tels	8	2,000	16,000
LST-MIR ミラー	420m2 x 8Tels	3,360	250	840,000
LST-MIR ミラー輸送費	10containers x 8Tels	80	2,000	160,000
LST-CAL ポータブル較正システム		10	5,000	50,000
LST-CAL 最終試験較正システム		4	20,000	80,000
LST-CAL クラスター試験較正作業	410cl x 8Tels x 1hr	3,280	10	32,800
LST-CAL 輸送費	1contaner x 2sites	2	2,000	4,000
その他諸経費	10% of total			318,280
合計				3,501,080

表 4.8.1 日本のハードウェア貢献案

## 準備研究予算

CTA 建設において、CTA-Japan が貢献する全ての項目に関して、デザイン、開発、試作、改良のステップが必要となる。これらの開発経費。さらに Preparatory Phase (PP) の最終年度 2012-2013 には、全ての項目に関して、0.5-1 台分に相当する量のクラスターモジュール、鏡等の製造を行い、国内での試験、較正を終わらせ、CTA サイト現地まで輸送し、大口径望遠鏡プロトタイプ (1 台目の大口径望遠鏡となる) に搭載し、総合試験を行う必要がある。CTA では 2014 年に PP で製作された大口径望遠鏡 1 台と中口径望遠鏡 4 台を CTA サイトに設置し、最初の観測を開始する予定である。この時点で最初の科学データが出てくると期待できる。CTA-Japan の準備研究もこのフェーズに合わせて行く必要がある。

CTA-Japan では、日本が担当すべき項目の準備研究、Prototype の経費、海外旅費、人件費、輸送費等を含め、大型科学研究費の枠組みで獲得していく予定である。



## 5 CTA 組織

### 5.1. CTA 全体組織, 参加研究機関 (May 2010)

#### Argentina:

Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires;  
Centro de Investigaciones en Láseres y Aplicaciones, Buenos Aires;  
UID GEMA – Aeronáutica, La Plata;  
Instituto Argentino de Radioastronomía, La Plata;  
Laboratorio Pierre Auger, UTN Facultad Regional, Mendoza;  
Centro Atómico, San Carlos de Bariloche;  
Instituto de Tecnologías en Deteccion y Astroparticulas, San Martin

#### Armenia:

Yerevan Physics Institute, Yerevan

#### Austria:

Leopold-Franzens-Universität, Innsbruck

#### Bulgaria:

Laboratory of Particle and Astroparticle Physics, INRNE, BAS, Sofia;  
Institute of Astronomy, BAS, Sofia; Sofia University

#### Croatia:

University of Rijeka;  
FESB-University of Split; Rudjer Boskovic Institute, Zagreb

#### Czech Republic:

Charles University, Prag

#### Finland:

University of Turku/Tuorla Observatory

#### France:

Université de Savoie, LAPP, Annecy;  
Université Joseph Fourier, Grenoble;  
Université de Montpellier 2;  
Université Denis Diderot, APC, Paris;  
Ecole Polytechnique, Paris;  
Université Pierre et Marie Curie, Paris;  
Observatoire de Paris;  
CEA-IRFU Saclay;

Université Paul Sabatier de Toulouse

**Germany:**

Humboldt-Universität Berlin;  
Ruhr-Universität Bochum;  
Technische Universität Dortmund;  
Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg;  
Universität Hamburg;  
MPI für Kernphysik, Heidelberg;  
Landessternwarte Heidelberg;  
MPI für Physik, München;  
Universität Potsdam;  
Universität Tübingen;  
Universität Würzburg;  
DESY Zeuthen

**Greece:**

National & Kapodistrian University, Athens;  
National Technical University of Athens;  
Aristotle University, Thessaloniki

**Ireland:**

Dublin Institute for Advanced Studies

**Italy:**

INAF, Osservatorio di Brera;  
INAF, Osservatorio di Bologna;  
INAF, Osservatorio di Catania;  
INAF, IASF-Palermo;  
INAF, Osservatorio di Padova;  
INAF, IASF-Roma;  
INAF, Osservatorio di Roma;  
INAF, IFSI-Torino;  
INAF, Telescopio Nazionale Galileo;  
Università degli Studi di Padova;  
Università degli Studi di Siena and INFN;  
Università di Udine and INFN Udine;

**Japan:**

ICRR University of Tokyo;  
University of Tokyo;  
Tokyo University of Science;  
Tokyo Institute of Technology;  
Aoyama-Gakuin University;  
Hiroshima University;  
Ibaraki University;  
Ibaraki Prefectural University;  
Japan Aerospace Exploration Agency, Kanagawa;  
KEK, Tsukuba;  
Kitasato University;  
Kyoto University;  
University of Miyazaki;  
Saitama University;  
Tokai University;  
Yamagata University;  
Yamanashi Gakuin University

**Namibia:**

University of Namibia, Windhoek

**Netherlands:**

University of Amsterdam;  
University of Utrecht

**Poland:**

Institute for Nuclear Physics, Polish Academy of Sciences, Kraków;  
Jagiellonian University, Kraków;  
University of Łódź;  
Nicolaus Copernicus University, Torun;  
Copernicus Astronomical Centre, Polish Academy of Sciences, Warszawa;  
Space Research Centre, Polish Academy of Sciences, Warszawa;  
University of Warsaw

**South Africa:**

North-West University, Potchefstroom

#### Spain:

IFAE Barcelona;  
Institut de Ciències de l'Espai, Barcelona;  
Universitat Autònoma Barcelona;  
Universitat de Barcelona;  
Universidad Complutense de Madrid;  
CIEMAT, Madrid;  
Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife

#### Sweden:

Lund University;  
Royal Institute of Technology, Stockholm;  
Stockholm University;  
Uppsala University

#### Switzerland:

University Geneva;  
EPF Lausanne  
University of Zurich;  
ETH Zurich;

#### United Kingdom:

Durham University;  
University of Edinburgh;  
University of Hertfordshire;  
University of Leeds; University of Leicester;  
University of Liverpool;  
University of Northumbria;  
University of Nottingham;  
University of Oxford;  
University of Sheffield;  
University of Southampton;  
Rutherford Appleton Laboratory, STFC

#### USA:

Argonne National Lab;  
University of California Davis

## CTA Executive Members

Spokesperson: Werner Hofmann (MPIK, Germany)

Co-Spokesperson: Manel Martinez (IFAE, Spain)

Chair of Collaboration Board: Johannes Knapp (Leeds, UK)

### Preparatory Phase:

Project Manager: John Carr (Marseille, France)

Technical Coordinator: German Hermann (MPIK, Germany)

LST P-Project Coordinator: Masahiro Teshima (ICRR, Japan / MPP, Germany)

MST P-Project Coordinator: Stefan Schlenstedt (DESY Zeuthen, Germany)

SST P-Project Coordinator: Tim Greenshaw (Liverpool, UK)

### Design-Study WP Coordinators

PHYS: Diego Torres (IEEC-CSIC, Spain)

MC: Jim Hinton (Leicester, UK)

SITE: George Vasileiadis (Montpellier II, France)

MIR: Mose Mariotti (Padova, Italy)

TEL: Michael Punther (MPIK, Germany)

FPI: Razmick Mirzoyan (MPP, Germany)

ELEC: Pascal Vincent (LPNHE, France)

ATAC: Sam Nolan (Durham, UK)

OBS: Aimo Sillanpaa (Turku, Finland)

QA: Michael Punch (APC, France)

DATA: Christian Stegmann (Erlangen, Germany)

### Board members from CTA-Japan

CTA-Consortium-Board: Tomonori Totani (Kyoto, Japan)

CTA-Consortium-Board: Masahiro Teshima (ICRR, Japan / MPP, Germany)

CTA-PP-Exec-Board: Tomonori Totani (Kyoto, Japan)

CTA-PP-Exec-Board: Masahiro Teshima (ICRR, Japan / MPP, Germany)

CTA-Resource-Board: Tomonori Totani (Kyoto, Japan)

CTA-WPC-Board: Masahiro Teshima (ICRR, Japan / MPP, Germany)

## 5.2 CTA-Japan の組織

2010年8月現在のメンバー(計52名)、所属 Work Package

青山学院大学 理工学部 物理・数理学科 柴田研究室

柴田 徹 教授 - PHYS, MC

榊 直人 助教 - MC

青山学院大学 理工学部 物理・数理学科 山崎研究室

山崎 了 准教授 - PHYS

青山学院大学 理工学部 物理・数理学科 吉田研究室

吉田 篤正 教授 - PHYS

山岡 和貴 助教 - ELEC

茨城大学 理学部 宇宙理論・解析グループ

柳田 昭平 教授 - PHYS

吉田 龍生 教授 - PHYS

宇宙航空研究開発機構 宇宙科学研究所 高エネルギー天文学系

馬場 彩 研究員 - PHYS, FPI

宇宙航空研究開発機構 宇宙科学研究所 高橋研究室

奥村 暁 研究員 - FPI, ELEC

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 宇宙物理学教室

戸谷 友則 准教授 - PHYS, MANA

林田 将明 研究員 - FPI, OBS, DATA

井上 芳幸 大学院生 - PHYS, DATA

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

谷森 達 教授 - FPI

窪 秀利 助教 - FPI, ELEC

株木 重人 研究員 - FPI, ELEC

青野 正裕 大学院生 - ELEC

京都大学 大学院理学研究科 物理学第二教室 天体核研究室

井上 進 研究員 - PHYS

京都大学 基礎物理学研究所

長滝 重博 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 助教 - PHYS

大平 豊 研究員 - PHYS

川中 宣太 研究員 - PHYS

高エネルギー加速器研究機構 素粒子原子核研究所 エレクトロニクスシステムグループ

田中 真伸 准教授 - PHYS, ELEC

甲南大学 理工学部 物理学科 宇宙粒子研究室

山本 常夏 准教授 - MC

埼玉大学 大学院理工学研究科 物質科学部門 寺田研究室

寺田 幸功 准教授 - PHYS, FPI

東海大学 理学部 物理学科

西嶋 恭司 教授 - MC, FPI

東京大学 宇宙線研究所

木舟 正 名誉教授 - PHYS, MANA

手嶋 政廣 教授 (2010年10月着任予定) - MC, SITE, FPI, ELEC, MANA

榎本 良治 准教授 - MC, MIR, FPI, ELEC, MANA

吉越 貴紀 准教授 - MC

大石 理子 助教 - MC

東京工業大学 大学院理工学研究科 理学研究流動機構

浅野 勝晃 助教 - PHYS

東京理科大学 理工学部 物理学科

千葉 順成 教授 - FPI

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 助教 - FPI

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, DATA

名古屋大学 大学院理学研究科 素粒子宇宙物理学専攻

高橋 慶太郎 特任助教 - 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 - CAL

広島大学 大学院理学研究科 物理科学専攻 高エネルギー宇宙研究室

深沢 泰司 教授 - FPI

片桐 秀明 助教 - MC, FPI

水野 恒史 助教 - FPI

広島大学 大学院理学研究科 物理科学専攻 宇宙物理研究室

格和 純 大学院生 - PHYS

広島大学 宇宙科学センター

高橋 弘充 特任助教 - FPI

宮崎大学 工学部 材料物理工学科 量子システム工学講座

森 浩二 准教授 - PHYS

山形大学 理学部 物理学科

郡司 修一 教授 - FPI, ELEC

門叶 冬樹 准教授 - FPI

萩原 亮太 学部生 - ELEC

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 講師 - MC

早稲田大学理工学術院 先進理工学部応用物理学科

中森 健之 助教 - MC, ELEC

Center for Cosmology and AstroParticle Physics, Ohio State University

村瀬 孔大 研究員 - PHYS

Pennsylvania State University

当真 賢二 研究員 - PHYS

Max-Planck-Institute for Physics

手嶋 政廣 Director - MC, SITE, TEL, FPI, MANA

## CTA-Japan Executive Board

CTA-Japan PI(代表者)	戸谷 友則
CTA-Japan Co-PI(副代表)	手嶋 政廣
CTA-Japan Chair of IP(参加各研究機関の代表)	柳田 昭平
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	手嶋 政廣
CTA-Japan FPI(焦点面検出器) Coordinator	折戸 玲子
CTA-Japan ELEC(回路) Coordinator	窪 秀利
CTA-Japan CAL(Calibration) Coordinator	田島 宏康

