大気チェレンコフ望遠鏡を用いた天の川銀河中心領域における TeV スケール暗黒物質探索

東京大学宇宙線研究所, 清華大学

稲田知大

tomohiro@icrr.u-tokyo.ac.jp, tomohiro.inada@cern.ch

2023年(令和5年)5月8日

1 はじめに

銀河の回転曲線,銀河団,そして CMB などによる様々 なスケールにおける観測により、宇宙の全エネルギー密 度の1/4は暗黒物質 (DM) から成るとされている。暗黒 物質は、電気的に中性の安定した粒子かつ Λ-CDM 模型 により"冷たい", すなわち非相対論的運動をしている と考えられている。これらの性質を満たす良い候補とし て,弱い相互作用程度の大きさで相互作用する素粒子模 型の総称である Weakly Interacting Massive Particles (WIMPs) が挙げられ、その典型的な質量範囲は GeV-TeV 程度だと考えられている。WIMPs は宇宙初期の熱 的平衡状態から,宇宙膨張による数密度の減少により, 熱的に"freeze-out"した残存粒子であると考えられてい る (熱的残存仮説, thermal relic scenario)。暗黒物質同 士が対消滅した際に生成する宇宙線を観測する手法であ る間接探索は、加速器実験、地下実験と並び、研究が進 められてきた。これら3つの手法は相補的であり、探索 を得意とする暗黒物質質量などのパラメータに違いがあ る。なかでも間接探索は、比較的重い粒子の探索を得意 とする。また、暗黒物質同士の対消滅断面積に感度をも つため熱的残存仮説を直接検証可能であり, 暗黒物質の 生成過程に迫ることができるという特徴を持つ。

本稿では、先日 Physical Review Letters[1] に掲載さ れた大気チェレンコフ望遠鏡 MAGIC を用いた天の川銀 河中心の観測による暗黒物質探索について、あまり馴染 みではない方も多いと思うので、分野の背景的な説明も 加えつつ、興味を持ってもらえるような内容となること を目指したい。最後の方では少し将来展望に関しても議 論する。本稿により、超高エネルギーガンマ線天文学¹ に興味を持って論文を読んだり、議論してくださる方が 増えると本望である。

2 ガンマ線による暗黒物質探索

2.1 ガンマ線で探す意義

そもそも超高エネルギーガンマ線天文学でなぜ暗黒 物質探索を行う必要があるのか。基本的に超高エネル ギーガンマ線天文学は"見える"天体における新しい物 理機構の解明とともに発展してきた。その中であえて貴 重な観測時間を割いて、"見えないかもしれない"暗黒物 質探索をするのはなぜか、それはひとえに冒頭で述べた 他の手法との相補性からであると筆者は考えている。現 行,新物理の兆候がなかなか見えない中, TeV スケー ルの新物理探索の重要性は近年増してきているように 思える。そして、このエネルギースケールをいち早く 探索できるという意味で、素粒子研究に関して新しい ヒントを与える可能性がある。筆者が所属する MAGIC Collaboration では毎年秋頃に翌年のデータ取得のため の観測プロポーザルを提出する期限がある。良いプロ ポーザルを書くと、実験グループ内の Time Allocation Committee (TAC)からある程度の観測時間が配分され、 年間 1000 時間ほどの観測時間を皆で分け合うという 手筈である²。MAGIC Collaboraton には主に 4 つの物 理ワーキンググループ (WG) があり,活動銀河核など の天の川銀河系外の天体を主に研究する Extragalactic WG,超新星残骸やパルサーなどの銀河系内の天体を研 究する Galactic WG, Gamma-Ray Burst などの突発 天体を研究する Transient WG, そして最後に残るのは Astroparticles & Fundamental physics (APFP) WG, ここには基本的には他3つに含まれないトリッキーな テーマが含まれる³。主なものとしては宇宙線陽子,電

¹大気チェレンコフ望遠鏡の観測する帯域である GeV-TeV のガン マ線をよく英表記では "Very-High-Energy"と言ったりするので,日 本語では "超高エネルギー"と訳することが多い。

²出したプロポーザルが毎回通るとは限らない。実際,暗黒物質探 索の観測プロポーザルは特殊な観測セットアップを要求することが多 く,かつ長い観測時間を要するため厳しい評価をもらいがちである。 観測に多目的な用途があると評価につながったりもする。

³次世代ガンマ線望遠鏡群である Cherenkov Telescope Array (CTA) もおおよそ同じような区分で物理ワーキンググループを分けている。

子測定, ローレンツ不変性の破れ探索, そして WIMP DM 探索である。超対称性 (SUSY) 粒子などの有力な標 準模型を越える素粒子模型では, そのマヨラナ性から暗 黒物質同士が対消滅することが予言されており, 対消滅 起源の二次粒子にはガンマ線も含まれる。暗黒物質の対 消滅から生成される様々な二次粒子の中でもガンマ線は 電荷を持たないため,荷電粒子のように銀河磁場の影響 を受けて,信号到来方向がわからなくなるということが ない。 つまり, "方向に感度を持つ"暗黒物質間接探索 手法と言える。また素粒子模型に応じたスペクトル形状 を持つため,予想されるガンマ線放射スペクトル形状を 探索することで,先に述べたような特定の素粒子模型に 関して議論することも可能である。

2.2 期待されるガンマ線フラックス

暗黒物質対消滅⁴から予想される微分ガンマ線フラッ クスは以下の式のように2つの要素からなる。

$$\frac{d\Phi(\Delta\Omega)}{dE} = \frac{d\Phi^{PP}}{dE} \times J(\Delta\Omega) \tag{1}$$

$$\frac{d\Phi^{PP}}{dE} = \frac{1}{4\pi} \frac{\sigma v}{2m_{DM}^2} \times \sum_i Br_i \frac{dN^i}{dE} \qquad (2)$$

$$J(\Delta\Omega) = \int_{\Delta\Omega} \int_{los} ds \ \rho^2(s,\Omega) \tag{3}$$

式(1)の1項目である $d\Phi^{PP}/dE$ は、"particle physics term"と呼ばれ、暗黒物質の素粒子模型における性質で 特徴付けられる。それぞれのパラメータとして暗黒物 質の質量 m_{DM} ,対消滅断面積 σv ,崩壊経路 i ごとの branching ratio Br_i , ガンマ線フラックス dN^i/dE な どが関係する⁵。この2項目である $J(\Delta\Omega)$ は J-factor と 呼ばれる、天体における暗黒物質密度 ρ を視線方向 (line of sight) において、立体角 $\Delta\Omega$ の範囲で積分した値であ る。この J-factor は (1) 式を見ていただくとわかるよう に、暗黒物質起源ガンマ線フラックス量にリニアに効く ため、感度向上のために非常に重要である。同じ感度の 望遠鏡でもどの場所・天体を観測するかによって、暗黒 物質に対する感度が大きく変わるからである。裏を返す と、この値の不定性がそのまま感度に伝播されるので、 取り扱いを気をつけないといけない値でもある。

2.3 狙う素粒子模型と放射スペクトラム

まずは式 (2) へのインプットとして,どの模型を選択 するかということと,そこから予想されるガンマ線放射 スペクトラムはどのようなものかを事前に知る必要があ る。大まかには放射スペクトラムの形状は line emission と broad spectrum の 2 種類の区分に分けられる。前者 は暗黒物質の質量にピークをもつ放射を狙うことにな る。主に暗黒物質が対消滅して光子対や光子と Z ボソ ンなどを生成する場合に暗黒物質の質量 m_{DM} に対応し たエネルギー $E = m_{DM}(1 - m_{\chi}^2/4m_{DM}^2), \chi = \gamma, Z$ の単色ガンマ線の放射が期待でき,仮に見つかれば暗黒 物質起源の信号として決定的な証拠となる。一方後者は 主に暗黒物質同士が対消滅して,何かしらの標準模型粒 子に崩壊した後に,それらが二次放射で光子を出すとい う模型である。この場合ガンマ線スペクトラムは暗黒物 質の質量にカットオフを持ち,放射元の標準模型粒子に よるが典型的には暗黒物質の質量から一桁下のあたりに ピークをもつブロードな形状になる。

2.4 Line emission 探索の意義

暗黒物質対消滅起源の line emission を探索するのは、 最もわかりやすい信号であるからということに留まらず, その探索できるモデルの面白さにもある。一般的には暗 黒物質の対消滅から line emission を作るような経路 (γγ やγZ)に落ちる場合は、ループを介する必要があるため、 α^2 だけ対消滅断面積が suppression されてしまう。しか し、暗黒物質の質量が十分に重い場合(典型的に TeV 程度 以上の質量),その対消滅断面積が増大することが予想さ れている (図 1)。この効果は Sommerfeld enhancement と呼ばれており、ガンマ線での line emission 探索には 有利に働く性質である [2]。暗黒物質の素粒子模型の候 補として特に有力な SUSY における Neutralino の一角 を担う Wino や Higgsino はそれぞれの質量が 3 TeV, 1 TeV の際に先の freeze-out した暗黒物質残存密度を説 明できることから、line emission 探索で狙うべきベンチ マーク模型となっている [3]。

2.5 どこを観測するべきか?

式 (3) にある J-factor を決定づける基本的なパラメー タは観測領域における暗黒物質の密度と距離 (距離の 2 乗で減衰するため) である。暗黒物質対消滅起源のガン マ線探索の目的では (a) 天の川銀河中心, (b) 矮小楕円 体銀河の 2 つが特に観測されており, どちらも高い Jfactor の値 (天の川銀河中心: ~ $10^{19} - 10^{21} \text{ GeV}^2 \text{ cm}^{-5}$, 矮小楕円体銀河:~ $10^{19} \text{ GeV}^2 \text{ cm}^{-5}$)を示している。天 の川銀河中心はより高い J-factor を示すが, 後述する Core-cusp 問題という中心密度分布が発散 (cusp 構造) もしくは平坦 (core 構造) となるか決まらないことから 受ける影響が大きい。 そしてその影響は直接 J-factor

⁴暗黒物質1粒子が崩壊した際に光子2個を出すモードもあるが, 今回は感嘆のため対消滅の場合に限定する。暗黒物質崩壊起源のガン マ線探索の最新結果は例えば[4]などを参考にされたい。

⁵簡単のためにガンマ線での暗黒物質探索では branching ratio を 100 %と仮定することが多い。



図 1: pure WIMP 3plet (Wino-like) の各チャンネルに おいて予想される対消滅断面積を暗黒物質質量の関数で 示している。Sommerfeld enhancement の効果により, 断面積が大きくなっていることがわかる [5]。

の値の不定性につながり,値が 10-100 倍程度変わって しまうことに繋がる。そのため、一般的には J-factor の 値は多少劣るが、J-factor の不定性が比較的小さく、星 形成が不活発でガンマ線を放射する天体がほぼないと期 待される矮小楕円体銀河⁶と相補的に観測していくこと が重要とされている。

2.6 これまでのガンマ線での暗黒物質探索

Line emission 探索の現状について,図2にあるよう に天の川銀河中心の観測は MAGIC と同様の大気チェ レンコフ望遠鏡である H.E.S.S. 望遠鏡によってのみ行 われ, Cuspy な暗黒物質密度プロファイルの一つであ る Einasto profile を仮定した場合に,数百 GeV から 70 TeV まで最も良い制限を誇っている。200 GeV より下 は Fermi-LAT 衛星によってカバーされている。一方で, 矮小楕円体銀河観測は全ての大気チェレンコフ望遠鏡で 観測されており,図2では,矮小楕円体銀河観測による 制限の例として,MAGIC による Segue1 という天体を 観測したデータを用いた制限を載せている。得られた制 限は Cuspy 分布仮定下の天の川銀河中心の観測と比べ て2桁程度悪くなっている。



図 2: 南半球で稼働中の H.E.S.S. 望遠鏡 (図中の"This work"は H.E.S.S. のものを意味し, NFW, Einasto profile 共に Cusp 構造を仮定) と Fermi-LAT 衛星による天 の川銀河中心観測と MAGIC 望遠鏡による矮小楕円体 銀河の一例である Segue1 の観測による line emission 探 索における対消滅断面積の上限値のまとめ [8]。

3 MAGIC 望遠鏡

MAGIC (Major Atmospheric Gamma Ray Imaging Telescope) は2台の Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope (IACT) からなる、超高エネルギーガンマ線 観測システムである。スペイン領カナリア諸島ラパルマ にあるロケ・デ・ロス・ムチャーチョス天文台(標高 2200m) にて 2004 年から最初の望遠鏡である MAGIC-I, 2009 年からは2台目の望遠鏡である MAGIC-II を加えて、複 数の望遠鏡でのステレオ観測と呼ばれる手法で観測が行 われている。2台の望遠鏡は同一の形状をしており、ど ちらも直径 17 m, 面積 236 m² の大きな放物面反射鏡を 持つ。宇宙から地球にやってくるガンマ線は大気中で吸 収を受けるため、そのまま地上に届くことはない。しか し、大気中の粒子との相互作用で生成された二次的な荷 電粒子は空気シャワーと呼ばれるカスケードを起こす。 IACT のペアが狙うのは、それら空気シャワーに含まれ る荷電粒子が放出するチェレンコフ光 (青色の光にピー クを持つ) のパルス (幅~3 ns) である。焦点面カメラ にある光電子増倍管でこのパルスを捉え, 複数の光電子 増倍管での光量がある閾値以上を越えた場合にトリガー をかけ、信号として記録する [9]。しかし、観測中にトリ ガーをかけるのはほぼ陽子を始めとする宇宙線であり, これがガンマ線観測におけるバックグラウンドとなる。 これらを除去するために焦点面カメラで撮像したチェレ

⁶天体が暗いと,力学ポテンシャルを測定するために必要な速度分 散を調べる天体の統計が少なくなるため,より精密な観測が必要とな る [6]。Absolute の値の推定がのちに修正された場合も例は少ないが, 過去にはあったため [7],矮小楕円体銀河の観測は複数の天体の結果 を組み合わせるのが最近では主流となっている。

ンコフ光のシャワーイメージの形状をパラメタライズし, ランダムフォレストを始めとする機械学習にかけること で一次粒子の種類がガンマ線か宇宙線かを区別する。エ ネルギーが低いガンマ線だとこのチェレンコフ光が弱く なるが、口径の大きい MAGIC 望遠鏡はこの集光能力に 優れる。そのため、エネルギーが低いガンマ線に対して も S/N を高く保つことができ、約 50 GeV という低い エネルギー閾値を設定することに成功している。また同 様の手法で一次粒子のエネルギー、方向、時間情報の再 構成も行う。MAGIC の場合、この一次粒子の再構成は ランダムフォレストを用いることが多いが、その場合は 教師データが必要となる。シグナルとなるガンマ線に対 しては MC データ, バックグラウンドである宇宙線に対 しては、観測条件が似た実際の観測データの中でガンマ 線が検出されていないデータを用いることが多い。これ はガンマ線の MC は電磁相互作用だけで記述できるの で、比較的理論計算の不定性が小さいのに対し、宇宙線 の方はハドロン相互作用を始め、一次粒子の組成(陽子、 原子核等) はデータに合うように MC を tuning するこ とが容易ではないため、ガンマ線信号のない観測データ をそのまま使うことが多い。



図 3: ラパルマ島標高 2200 m に位置するロケ・デ・ロ ス・ムチャーチョス天文台で稼働中の MAGIC 望遠鏡。 写真左が MAGIC-I, 右が MAGIC-II, 中心にある赤い 屋根の建物からオペレーションを行う。

4 天の川銀河中心観測

天の川銀河の中心領域は暗黒物質の密度が高く,距離 も近いことから予想される J-factor の値が最大なため, 超高エネルギーガンマ線による暗黒物質探索の観測ター ゲットとして最も有望な天体の一つである。一方で天体 自体が広がっており,拡散ガンマ線やガンマ線を発する 天体の混入などのフォアグラウンド,また先述した中心 部付近で予想される暗黒物質密度の不確定性など(図4), 解析において考慮しなければいけないことが多い天体で もある。観測条件について言えば,北半球よりも南半球 の望遠鏡の方が銀河中心に対する長い観測時間と正中 (culmination) 高度の大きさなどの天体の visibility の理 由で一般的に有利とされる。暗黒物質探索の現状の章 でも述べたが、これまでは銀河中心領域における暗黒 物質探索は南半球の望遠鏡でしか行われてこなかった のはこのような背景からである。そのため北半球にある MAGIC では、観測条件で劣る銀河中心よりも矮小楕円 体銀河にターゲットを絞り、長時間観測・解析手法の開 発を行ってきた [10]。MAGIC 以外の北半球にある望遠 鏡も同様の戦略を取っており、銀河中心における暗黒物 質探索は南半球の望遠鏡の専売特許となっていた [8]。 筆者が MAGIC Collaboration に加わった 2017 年はひ と通り J-factor の大きい矮小楕円体銀河 (Segue1, Ursa MajorII など) の観測計画が終わった後であった [11]。 MAGIC で暗黒物質探索をやりたいと思って、博士課程 に進んだはいいが、当時ほとんど面白そうなテーマは終 わりつつあり、また伝統的に MAGIC の中で暗黒物質 探索のテーマはスペイン・バルセロナの IFAE グループ とイタリア・パドヴァの INFN-Padova グループが主導 しており、日本人で関わっている人もいなかったため、 のこのこやってきた日本人の学生にすぐに面白そうな テーマが振られることはなかった。そのため最初の一年 は他の矮小楕円体銀河解析グループの cross-checker⁷と して,他の人の追解析をして基本的な解析手法を学び ながら機をうかがうことにした。そんな中, MAGIC で は大天頂角観測手法というものが研究されていること をマックスプランク物理学研究所に滞在していた際に, collaborator との何気ない会話の中で知った。これはあ えて天体を天頂角が大きい (高度が低い)条件で観測し, 斜めに入射する空気シャワーからのチェレンコフ光を観 測することで,一次粒子の検出有効面積を増大させる という観測手法である。この手法は特に統計で感度が制 限され始める 1-10TeV 以上の高エネルギーガンマ線観 測に対する感度向上に役立つ。この手法で MAGIC は 2020年にかに星雲からの 100 TeV ガンマ線の観測に成 功している [12]。かに星雲の場合はあえて、大天頂角で の観測をおこなっているが、天の川銀河中心観測では地 理的な条件から、そもそも観測可能な天頂角が約 60° 以 上と大きいため、天頂方向を観測する際の MAGIC の性 能より高エネルギー側に感度がブーストされることにな る。一方、大天頂角観測では、チェレンコフ光が広がっ て地上に到着する分、光量の密度が下がるのでガンマ線 への閾値が上がってしまうという弱点がある。しかし、 MAGIC の場合はもとが低い分上がってしまっても 500 GeV 程度までは観測可能であった (他の望遠鏡グループ だとここで TeV を超えてしまう)。この辺りの質量領域 は確かに探せないが、他の実験が十分に探しているの

⁷MAGIC Collaboration では結果を会議や論文などに出すために は別の研究機関に属する Collaborator による解析の cross-check が 必要であり,これも論文への貢献と認められている。

で、TeV に特化することで相補的になるだろうと考え た。「人の行く裏道に道あり花の山」の精神である。簡 単な手計算での見積もりでは割と悪くない結果を得る こともでき、少し自信を持つこともできた。一通りその ような簡単なチェックが終えられたのは、ちょうど 2018 年6月の MAGIC Collaboration meeting の APFP WG セッションの前日であった。急遽 convener にメールを 送ったところ、幸いなことに興味を持ってもらえ、短い 時間ではあるが枠をもらった。そこで初めて天の川銀 河中心領域における TeV 領域に特化した暗黒物質探索 計画の発表を行なった⁸。会議後に興味があると声をか けてくれた IFAE の研究員である Daniel Kerszberg に cross-checker として自分が行った解析の再現性を担保し てもらう役割、当時マックスプランク物理学研究所の研 究員で、後に宇宙線研へ異動した Moritz Hütten に暗黒 密度分布模型の選定から二次元空間マップの作成までの 役割をお願いした。MAGIC Collaboration 15 年の歴史 の中で,初めて天の川銀河中心領域における暗黒物質探 索に取り組むことになった。この解析において難しい点 は主に3つであり、1)天の川銀河中心は広がった天体 であるため観測領域をどのように最適化するか、2)大 天頂角観測であるため大気によるエネルギー推定への影 響をどのように考慮するか、3) フォアグラウンドであ る天体からのガンマ線をどうやって暗黒物質起源のガン マ線と区別するか、などという課題があった。これにつ いてどのように克服していったか次章で説明する。



図 4: それぞれの暗黒物質密度模型を銀河中心からの距離の関数で示した空間分布 [1]。

⁸この会議は MAGIC15 周年記念のため観測所があるラパルマで 行われたのだが,当時,筆者は CTA 大口径望遠鏡の建設作業のた めラパルマにほぼ常駐していたので,このような急な飛び込みが可能 だった。

5 データ解析と結果

5.1 解析に用いたデータセット

今回の論文に用いたデータセットは 2013 年から 2020 年までに得られた 272.2 時間の天の川銀河中心の観測 データである。天頂角度分布は58度以上、70度以下に なっている。得られたデータは全て解析に使えるわけで はなく、いくつかの quality cut をもうけた。それらは主 に a) 空気の透明度, b) 夜光レベル, c) シャワーイメー ジの質の3種類が元になっており、カット後の観測時間 は 220 時間となった。解析領域と望遠鏡の Wobble 観測 におけるポインティング方向を銀河座標系に表したもの を図5に示す (Wobble 観測については次節で詳しく述 べる)。今回のデータセットは特に暗黒物質のためだけ に取得されたものではなく, 銀河中心領域の多様な物理 研究のために取られたものであるため, Wobble 観測に おけるオフセット角度などが時期により異なっている。 解析領域は MAGIC の焦点カメラの応答が比較的フラッ トである半径 1.5 度までの範囲に留めている (MAGIC の全体視野は 1.75 度半径)。つまり, Wobble オフセッ ト角度)+(銀河中心からの解析領域)=1.5 度となるよう にしているため,解析領域も観測時期により異なってい る。図5での半径の違う円はそれぞれ解析領域の違いを 示しており,それぞれの解析領域(半径 0.5° 1.0° 1.5°) における J-factor の値は表1となっている。ここには, 図4で示した4種類の暗黒物質空間密度模型ごとの値も 示している。



図 5: 解析に用いた領域と望遠鏡のポインティングの方 向を示す [1]。

5.2 広がった天体の解析

そもそも広がった天体とはどんなもので,そしてな ぜ解析がややこしいのか。まず広がりのスケールである が,おおよそ~1°以上の広がった構造があった場合に

Profile name	$J(0.5^{\circ})$	$J(1.0^{\circ})$	$J(1.1^{\circ})$
Cuspy Einasto	3.14×10^{21}	8.01×10^{21}	9.03×10^{21}
NFW	2.18×10^{21}	4.55×10^{21}	5.02×10^{21}
Cored Zhao	2.66×10^{19}	1.06×10^{20}	1.28×10^{20}
Burkert core	1.26×10^{19}	5.04×10^{19}	$6.10 imes 10^{19}$

表 1: それぞれの解析領域,そして図4で示した暗黒物 質空間密度模型ごとの J-factor の値 [1]。

解析への影響を考慮する必要がある。主に関係するのは, a) バックグラウンドの推定方法と、b) 有効検出面積の 推定方法の2点である。前者については、IACTの観測 方法と関係している。IACT は天体を観測する際にカメ ラの中心に天体を置くのではなく、あえて少しずらして 観測する,Wobble 観測と呼ばれる手法をとる (典型的に ずらず角度は 0.4° であり、観測によっては最大 1.0° ま でずらすこともある)。この手法では天体の位置を ON, カメラ内で対称な位置を OFF というバックグラウンド を推定する領域とし、ON から OFF を差し引くことに より、天体の成分を取り出すということが可能となる [13]。これにより、信号領域とバックグラウンド領域を 同時に観測することができる。大気の影響や観測してい る天頂角の方向を常に考慮しなければいけない IACT に とって, 潜在的な系統誤差を減らすことができるという メリットがある。また、カメラの非一様性からの影響を 防ぐため、典型的には90度ずつずらした4点で観測する ことが多い。広がった天体ではバックグラウンド領域で ある OFF 領域に信号が混入するため、単なる差引きを 行うことができない。そのため、銀河中心領域ではない 他の観測領域のデータを使ってバックグラウンド推定を 行う必要がある。そのための観測領域をコントロール領 域と呼ぶ。本解析ではロバストな解析を行うために上述 の空間的なバックグラウンドの差引きを行わずに、ON 領域のみを取り出し、そのエネルギースペクトラムから line-like な特徴を探索することにした。その際にその他 のバックグラウンドはすべて滑らかな関数に従うと仮定 し、power-law で近似した。詳しくは次章で述べる。次 に, b) の有効検出面積の推定であるが, IACT の場合, ガンマ線 MC を用いて以下の式で定義される。

$$A_{\rm eff}(E, P) = \pi r_{\rm sim}^2 \times \frac{N_{\rm trig}(E, P)}{N_{\rm sim}(E, P)}$$
(4)

 $N_{\rm sim}$ は MC シミュレーションで生成したイベント数, $N_{\rm trig}$ は実際にトリガーされるイベント数を示す。IACT における有効検出面積 $A_{\rm eff}$ は典型的には $10^4 - 10^5$ m² 程度であり、空気シャワーまでの距離 $r_{\rm sim}$ 内の領域にお いて、ある方向 P から到来するエネルギー E のガンマ 線の trigger efficiency を求めていることになる。典型的 に $r_{\rm sim}$ は ~ 1000 m の値を用いる。点状天体の場合はあ る一定方向からしか信号が来ないと考えるが、広がった 天体の場合はさらに $d\Omega$ に含まれるガンマ線信号数が方 向によって異なる確率密度関数 $d\mathcal{J}(P)/d\Omega$ を持ち,そ れは角度分解能 R(P'|E, P) の影響を受ける。そのため、 ある領域 $d\Omega'$ (Region of Interest, ROI) を観測した際 の広がった天体の形態 (モルフォロジー) 分布を考慮に入 れた有効検出面積は以下のように計算される。

$$\bar{A}_{\text{eff}}(E) = \int_{\text{ROI}} d\Omega' \int d\Omega \frac{d\mathcal{J}(P)}{d\Omega} \times A_{\text{eff}}(E, P) R(P'|E, P) \quad (5)$$

本解析の場合, *dJ*(*P*)/*d*Ω を暗黒物質の空間モデルごと に使い分けることで,それぞれの空間モデルに最適化し た有効検出面積の推定を行うことが可能となった [14]。

5.3 暗黒物質起源のガンマ線信号の探索

5.3.1 Extended maximum likelihood analysis

本研究では、暗黒物質起源のガンマ線は特徴的な質量 にピークを持つ構造をエネルギースペクトラム上で持つ と考えている。そのため、天体起源のバックグラウンド は全て sliding window で区切られた局所的には powerlaw を始めとする滑らかな関数に従うとし、ベースライ ンを決めた後にその上のピーク構造を探索した。図6は 概念図である (実際の解析では、unbinned なので、この ような bin 幅になることはない)。その際にはいわゆる extended maximum likelihood function を用意した。

$$\mathcal{L}(\langle \sigma v \rangle; b, \tau) = \frac{(g + \tau b)^{N_{\text{ON}}}}{N_{\text{ON}}!} e^{-(g + \tau b)} \times$$
$$\prod_{j=1}^{N_{\text{ON}}} \frac{1}{g + \tau b} (gf_g(E'_j) + \tau bf_b(E'_j)) \times \mathcal{T}(\tau | \tau_{\text{obs}}, \sigma_{\tau}) \quad (6)$$

g, b はそれぞれ推定されるガンマ線とバックグラウン ドの事象数, N_{ON} は指定された ROI と sliding window 内で観測された事象数, f_q , f_b は信号とバックグラウン ドの確率密度関数であり、信号モデルはδ-関数をエネル ギー分解能となまらせたもの、バックグラウンドモデル は sliding window 内の power-law fitting で得られたも のである。 τ はバックグラウンドモデルの normalization factor である。この sliding window での解析のメリット は先行研究と比較して主に2つある。一つ目は暗黒物質 密度分布が Core 分布の場合にも感度が落ちないという ことである。先行研究でよく使われていた手法は、暗黒 物質密度が高い中心領域を ON 領域,低く中心から離れ た領域を OFF 領域として観測し、バックグラウンドは 同様に分布していると思って差分を取り、残差は暗黒物 質からの寄与であるとみなし、信号を探すというやり方 である。この場合、視野内でのバックグラウンドの不定 性に加えて、暗黒物質空間密度分布が Core の場合、残 差をとると暗黒物質成分がキャンセルされてしまい,感 度が落ちてしまうという問題がある。そのため, Core分 布の可能性についてはあまり考慮されてこなかった。し かし, sliding window だと残差をとる必要がないので, 視野内の全領域から暗黒物質の寄与を考えることができ るため, Core 分布を仮定しても良い感度を保つことが できるというメリットがある。二つ目のメリットは,似 た理由であるが, J-factor が大きい天の川銀河中心領域 も解析に入れ込めることである。ON-OFF 解析では中 心領域にはガンマ線天体が存在するため, バックグラウ ンドが等方であるという仮定ができなく,マスクする必 要がある。しかし, sliding window であれば OFF 領域 を差し引く必要がないため,そのまま解析に使えるとい うメリットがある。



図 6: Energy spectrum に対して, sliding window を定 義して, line emission 信号を探す概念図。

5.3.2 バックグラウンドモデルの系統誤差の見積り

本解析ではバックグラウンドを全部まとめて,局所的 には power-law で近似できると仮定しているが,もし 何かしらの系統誤差によりバックグラウンドのベースラ インを over/underestimation していた場合,偽の bump を誤って line emission と推定してしまう可能性がある。 そのため、コントロール領域を用いて,バックグラウン ドモデルの系統的な不定性の大きさを事前に見積もって おき,銀河中心領域を解析する際の likelihood 関数に加 えておくことにした。コントロール領域の選定に関して は、同じような天頂角分布であること、ガンマ線天体が 視野内にないこと、そして暗黒物質の解析にも使われて いないことを要求した。そして 3 つのエネルギーカテ ゴリー (E' > 3 TeV, 3 TeV < E' < 10 TeV, E' > 10 TeV),それぞれにおいて選び出した 120 サンプルに対し て、line search 解析を適用し、どれだけ信号数 N_{sig}が得 られるかを見積もり, sliding window 内に含まれるイベ ント数 N_{ON} と比較することで residual τ を計算 (式 7), そして分布から τ の誤差である σ_{τ} を得た。また, 誤差 伝搬 (式 8) から τ の統計誤差を計算, 式 9 の関係から residual の系統誤差成分である $\sigma_{\tau, syst}$ を見積もった。

$$\tau = \frac{N_{\rm ON} - N_{\rm sig}}{N_{\rm ON}} \tag{7}$$

$$\sigma_{\tau, \text{ stat}}^{2} = \left(\frac{\partial \tau}{\partial N_{\text{sig}}}\sigma_{N_{\text{sig}}}\right)^{2} + \left(\frac{\partial \tau}{\partial N_{\text{ON}}}\sigma_{N_{\text{ON}}}\right)^{2} \quad (8)$$

$$\sigma_{\tau}^{2} = \sigma_{\tau, \text{ stat}}^{2} + \sigma_{\tau, \text{ syst}}^{2}$$
(9)

図 7 は式 7 で得られた,それぞれのエネルギーカテ ゴリーでの τ の分布を示している。使っているデータ は暗黒物質からの信号が期待されないものなため,バッ クグラウンドモデルが上手く機能していた場合,式(7) 中の N_{sig} が 0 となり, $\tau = 1$ となる。分布の幅はモデ リングが統計及び系統誤差によりふらつくことに由来す る。モデリングに系統的なバイアスがある場合は分布の 平均値が 1 ではなくなる。これが図中にある τ_{obs} であ る。結果的に, $\sigma_{\tau} \approx \sigma_{\tau, syst} < 0.01\tau_{obs}$ 程度の範囲に 収まっていることがわかった。これらの値は line search の likelihood function 式(6)の中に含まれている。



図 7: Residual τ の分布 [15]。E' は再構成されたエネル ギーであることを示し、3 つのカテゴリーに分けられて いる。それぞれの分布の幅が σ_{τ} であり、平均値が τ_{obs} となる。

5.4 大天頂角観測における系統誤差の推定

天頂角が大きい天体の観測は大気シャワーがより斜め に入射するため、天頂角をθ_{Zd}とするとチェレンコフ光 プールの半径が 1/cos(θ_{Zd}) に比例して大きくなるとい う特徴があるため、高エネルギー側の感度向上につなが る一方で、シャワーまでの距離が遠くなるため、チェレ ンコフ光が大気の影響による減衰の効果を受けやすく なる。検出したチェレンコフ光量を用いてエネルギー推 定を行うので、ここで減衰による影響の推定を誤ると、

エネルギー推定への系統誤差となってしまう。これはエ ネルギースペクトラム上の小さなピークを探す本解析に とっては死活問題である。そのため、まず望遠鏡に搭載 された可視光用 CCD カメラを使って (チェレンコフ光 を観測するカメラとは別), 観測中に基準となる星の光 度をモニタリングし、大気の揺らぎを推定した。基準星 からの光量のカウントを天頂角の関数として調べたとこ ろ、ふらつきの程度はおおよそ 7-8%程度であることが わかった。過去にグループ内でトリガーレート等から推 定した値が約10%程度[16]であり、今回は独立した方法 による比較をしてみたが,低天頂角とほぼ同程度の影響 であることがわかった。この結果をもとにエネルギー推 定の際に教師データとして使う MC のエネルギーを絶対 値で±15% ずらした場合と、エネルギー分解能が10% 程度さらに悪化していた場合のそれぞれ2パターンを 用意し、入射エネルギー推定が間違っていた場合の line emission 探索への影響を見積もった。

5.5 結果

系統誤差の推定等を MC やコントロール領域のデータ を使って行った後に、それらの値を使って天の川銀河中 心領域のデータに適用した。最終的に、有意な信号超過 は得られなかったため、95%信頼度水準でそれぞれの暗 黒物質の質量における対消滅断面積に対して上限値をつ けた。図8はEinasto分布を仮定した場合に、900 GeV から 100 TeV まで 18 の暗黒物質質量に対する対消滅断 面積の制限値である。制限曲線よりも図中で上の(対消滅 断面積の値が大きい)領域が排除されている。また, null hypothesis を仮定し、300 回シミュレーションを振って 得られた上限値の分布の68%,95%を含む値と中央値 が予想される感度として示しされており、今回のデータ 解析から得られた制限値と 95 %以内で一致している。 他実験との比較を図9に示す。比較図の中では図4か ら conservative な Core, reasonable な Cuspy, それぞ れの仮定として Cored Zhao 分布と Cuspy Einasto 分布 を例に挙げて、本研究からの結果としてプロットした。 Einasto 分布を仮定した場合には、H.E.S.S. 望遠鏡の先 行結果と質量が数 TeV の領域においてほぼ同等の結果 になり, 20 TeV を超えたあたりから, 最も良い感度を示 すことができた。結果的に1 TeV から 100 TeV での line emission 探索において世界最高感度を達成することでき た。余談ではあるが、この論文の元になった筆者の博士 論文では暗黒物質の質量が 50 TeV までの場合しか解析 していなかった。当時 MAGIC Collaboration 内で準備 していた銀河中心観測用のガンマ線 MC のエネルギー の上限値が 80 TeV であったため, sliding window の幅 が十分取れる 50 TeV までしか解析できなかった [17]。

その後,publication に向けた議論の中で大天頂角観測 の特徴を生かすために先述のかに星雲で観測できてい る 100 TeV までは伸ばすべきという提案があり,新し く高エネルギー側の MC を作り直すことになった。広 がった天体用のために,そのような高エネルギーの MC 作成は初めてであり,式(5)にある r_{sim} を始めとするパ ラメータ設定に時間を要したが,最終的にユニークな結 果につながったと思う。



図 8: Einasto 分布を仮定した場合の 900 GeV から 100 TeV までの暗黒物質質量に関する対消滅断面積への信 頼度 95%の上限値。黒点線は null hypothesis を仮定し た場合に予想される感度であり,バンドはそれぞれ 68% 及び 95%が含まれる範囲を示す [1]。



図 9: 先行研究との比較。Einasto (太実線), Cored Zhao (太破線)を仮定した場合の制限曲線 [1]。

図 11 は、図 4 にある 4 種類、全ての密度プロファイ ルについて、それぞれ仮定した場合に制限曲線がどのよ うに変化するかを示している。黒線は超対称性粒子であ

る Wino の予想される対消滅断面積である。この理論曲 線の計算に関しては、KEK の郡和範さんと富山大の廣 島渚さんにご協力いただいた。2.7 TeV から 3.0 TeV 付 近にあるハッチは、この領域に Wino が存在すると、現 在の暗黒物質の残存量をおおよそ全て説明できるため, 最も preferred な質量領域となる。本論文では、Cuspy な分布である Einasto, NFW に加えて、世界で初めて Core な分布を仮定した場合に SUSY-Wino が暗黒物質 になり得る対消滅断面積に感度が届いた。2.7-2.8 TeV 領域とまだ一部分ではあるが、ガンマ線による暗黒物質 探索が素粒子物理学分野にも有用である可能性を十分示 せたのではないかと思う。今回は line emission を作る ような崩壊経路のみに絞ったが、broad な成分を入れた 解析を行うのが今後の課題である。 今だから言える話 ではあるが、新しいプロジェクトを始めたのがいち博士 学生であったこともあり,得られた結果が実験グループ 内で信頼を得るまでは相当な苦労を要した。ここには書 ききれないような細かいチェックなども要求され、ひと つひとつ対応する必要があった。今年で20周年を迎え る MAGIC Collaboration の中でこれまで PRL に採択 された論文のうち、暗黒物質に関するものは今回が初め てである。プロジェクトの提案から,実際に手を動かし, 実験グループ内での議論、ジャーナルとのやりとり、果 てはプレスリリースまで一通り経験させて頂き、大変勉 強になった。また MAGIC-Japan グループの中でも、解 析の詳細な点に有用なアドバイスをたくさん頂いた。こ の経験を次世代望遠鏡計画である CTA でも活かしたい と思う。



図 10: 図4にある密度分布を仮定した場合の制限曲線 の比較。黒実線は SUSY-Wino が line emission をする 場合に予想される対消滅断面積,3 TeV 付近にあるバン ドはその中でも特に暗黒物質の残存量を説明できる質量 領域を示している [1]。

6 CTA計画



図 11: MAGIC 望遠鏡と同観測サイトで稼働中の CTA-LST 初号基。

Cherenkov Telescope Array (CTA) は超高エネルギー のガンマ線天体を観測する次世代望遠鏡プロジェクトで ある。スペイン・カナリア諸島ラパルマ島の北半球サイ ト, チリ・パラナルの南半球サイトに, 大口径望遠鏡 (口 径 23 m) 8基,中口径望遠鏡(同 12 m) 40基,小口径望 遠鏡 (同4m) 70 基の計 118 基を建設し、25 カ国・1500 人の国際共同研究により運営する。ガンマ線への感度を MAGIC をはじめとする現行の望遠鏡から 10 倍向上さ せ、また観測可能なエネルギー領域を 20GeV-300TeV に拡大することを目指している。現状は、2018年10月 に大口径望遠鏡 (Large-Sized Telescope, LST) の初号基 が北サイトに完成し、コミッショニング期間中ではある がすでにいくつかの科学観測も行っており、初期成果も 出つつある [18]。また,CTA-LST 初号基は MAGIC 望 遠鏡からすぐそばに (~ 100 m) に建設されており,同時 観測が可能である。こちらの準備も進んでいる [19]。南 サイトの CTA フルアレイが完成した際には、天の川銀 河中心観測により、3 TeV Wino だけなく、中心の Core 半径が1 kpc 以下だった場合の仮定だと、暗黒物質の残 存量から好まれる 1 TeV 付近の Higgsino にも届く可能 性がある [20]。

7 まとめと今後の展開

今回の PRL 論文では、MAGIC 望遠鏡を用いた天の 川銀河中心観測による暗黒物質探索について報告したが、 北半球からの観測が初だったこともあり、できるだけシ ンプルな解析を心がけた。そのため、やり残している アイディアもたくさんあり、まだまだ現状のデータだけ でも発展の余地がある。解析手法だけでなく、探索模型 に関しても Wino、Higgsino に限らず、Minimal Dark Matter (MDM) 模型 [21] などにも範囲を広げていきた いと考えている。また、次世代望遠鏡である、CTA-LST もすでに初号基は稼働中であり、ラパルマに建設される 残る3台も数年以内には建設が終了し、コミッショニン グを始める予定である。そして,数年の観測で統計を貯 めて,未曾有のパラメータを切り開いていくことになる。 さらに 2020 年代後半と少し先の未来ではあるが、南半 球の観測サイトが完成すると,より恵まれた観測条件で 天の川銀河中心の精密観測が可能である。まさに南北ど ちらの観測サイトからも、いつ何かしらの兆候が見えて もおかしくないような領域を探索していくことになるだ ろう。兆候が見えた場合は、他の加速器や地下実験によ る独立した検証も必要であり、これまで以上に暗黒物質 探索実験同士の連携が重要になってくると思われる。稼 働が早い北サイトでアノマリーを見つけ、南サイトの精 密観測で決定づけるというのはできすぎな話ではあるが、 そのような希望を持ちつつ、締め括らせて頂きたい。

8 謝辞

本稿の内容は MAGIC Collaboration, CTA Consortium における共同研究に基づいています。本研究は,科 学研究費助成事業 (17H06131, 17H01126),東京大学宇 宙線研究所共同利用研究の支援を受けています。この場 をお借りして,共同研究者の方々に感謝の意を表します。 また本稿の内容は,高エネルギーニュース編集委員の皆 様の校正・助言により改善することができました。あり がとうございました。

参考文献

- MAGIC Collaboration, Phys. Rev. Lett. 130 (2023) 6, 061002
- [2] J. Hisano *et al.*, Phys. Rev. Lett. 92 (2004) 031303
- [3] J. Hisano et al., Phys. Lett. B 646 (2007) 34-38
- [4] LHAASO Collaboration, Phys. Rev. Lett. 129 (2022) 26, 261103
- [5] H.E.S.S. Collaboration, JCAP 11 (2018) 037
- [6] K. Hayashi *et al.*, Astrophys. J. 904 (2020) 1, 45
- [7] E. N. Kirvy et al., Astrophys. J. 838 (2017) 83
- [8] H.E.S.S. Collaboration, Phys. Rev. Lett. 120 (2018) 20, 201101

- [9] F. Dazzi *et al.*, IEEE Trans. Nucl Sci 68 (2021)
 7, 1473-1486
- [10] MAGIC and Fermi-LAT Collaborations, JCAP 02 (2016) 039
- [11] MAGIC Collaboration, JCAP 03 (2018) 009
- [12] MAGIC Collaboration, Astron. Astrophys. 635 (2020) A158
- [13] D. Berge *et al.*, Astron. Astrophys. 466 (2007) 1219-1229
- [14] I. Vovk *et al.*, Astron. Astrophys. 619 (2018)A7
- [15] MAGIC Collaboration, Phys. Rev. Lett. 130 (2023) 6, 061002, supplemental material
- [16] MAGIC Collaboration, Astropart. Phys. 35 (2012) 435-448
- [17] T. Inada et al., PoS ICRC2021 (2021) 520
- [18] CTA-LST Project, arXiv:2210.00775 [astroph.HE], accepted in Astron. Astrophys
- [19] Y. Ohtani et al., PoS ICRC2021 (2021) 724
- [20] L. Rinchiuso et al., Phys, Rev, D 103 (2021) 2, 023011
- [21] M. Cirelli et al., New J. Phys. 11:105005, 2009