

2019年第49回
天文・天体物理若手夏の学校

集録

観測

謝辞

2019年度天文・天体物理若手夏の学校は、基礎物理学研究所を始め、国立天文台、理論天文学宇宙物理学懇談会、宇宙線研究者会議、光学赤外線天文連絡会、野辺山宇宙電波からのご支援、また、企業・個人(プログラム集参照)からご寄付により成り立っております。事務局一同厚く御礼申し上げます。

観測機器分科会

index

| | | |
|-----|--------------|---|
| a1 | 荻野 直樹 | HiZ-GUNDAM 搭載次世代 CMOS 検出器の分光性能および放射線耐性の評価 |
| a2 | Kim seonyong | 超小型衛星搭載広視野 X 線撮像検出器の熱設計と性能評価 |
| a3 | 児玉 涼太 | X 線 SOI ピクセル検出器の軟 X 線性能評価 |
| a4 | 高久 諒太 | CMB 偏光観測衛星 LiteBIRD の偏光変調器に向けた広帯域反射防止構造のレーザー加工技術開発とその光学評価 |
| a5 | 西ノ宮 ゆめ | CMB 偏光観測に用いる TES 性能評価における環境・手法の開発 |
| a6 | 村田 雅彬 | Simons Observatory CMB 偏光測定実験に向けたスパースワイヤーを用いた偏光校正装置の開発 |
| a7 | 小笠原 健也 | 広視野 X 線集光系の開発 |
| a8 | 芳野 史弥 | 湾曲 Si 結晶を用いたブラッグ反射型偏光計の性能評価 |
| a9 | 山崎 康正 | 1.85m 電波望遠鏡 新光学系の開発進捗 |
| a10 | 湯浅 辰哉 | マイクロマシン技術を用いた Lobster eye X 線光学系の試作 |
| a11 | 竹原 佑亮 | 電鍍技術を用いた飛翔体搭載用 X 線望遠鏡開発 |
| a12 | 立石 大 | IACT における機械学習を用いたガンマ線とハドロンイベントの弁別 |
| a13 | 政井 崇帆 | 放送静止衛星を用いた BS アンテナのビームパターンの測定 |
| a14 | 野橋 大輝 | 超小型衛星搭載用中性子・ガンマ線検出器の開発 |
| a15 | 久富 章平 | 雷由来のショートバースト解明に向けた DAQ システムのアナログ回路部の高速化と MPPC の応用検討の研究 |
| a16 | 円尾 芽衣 | せいめい望遠鏡における SHWFS を用いたシーイング評価 |
| a17 | 八木 雄大 | 太陽アクシオン探査のための TES 型 X 線マイクロカロリメータの特性評価 |
| a18 | 清水 里紗 | X 線マイクロカロリメータ動作のための極低温環境と読み出し系の構築 |
| a19 | 平野 航亮 | SXDB の銀河内未知線源解明に向けた半導体サーミスタ型 X 線マイクロカロリメータ読み出し系の改良 |
| b1 | 横山 航希 | 1.85m 電波望遠鏡搭載に向けた局部発振器系による中間周波数帯への影響調査 |
| b2 | 桶屋 誠人 | Small-JASMINE の星像の end-to-end シミュレーション |
| b3 | 木村 成美 | 赤外線高分散分光器 VINROUGE : セラミック製軸外し非球面ミラーの開発 |
| b4 | 峰 海里 | 超長時間滞空気球に搭載する広視野ガンマ線イメージャの開発 |
| c1 | 鎌田 恭彰 | NANTEN2 マルチビーム受信機システムの開発 |
| c2 | 由比 大斗 | NASCO 受信機に用いる超伝導 SIS 素子の評価 |
| c3 | 長澤 俊作 | フーリエ分光器を用いた中間赤外線アレイ検出器の波長感度特性の評価 |
| c5 | 加藤 晶大 | LiteBIRD 衛星に搭載する超伝導検出器の試験システム開発 |
| c6 | 浜崎 凌 | 画像認識を用いた超新星の検出 |
| c7 | 大金 原 | Gaia 計画の科学的ゴールと Gaia 探査機について |
| c8 | 飯塚 悠太 | 補償光学装置における Tip-Tilt mirror 制御の評価 |
| c9 | 川本 莉奈 | 鹿児島大学 1m 望遠鏡用可視光 2 色同時撮像装置の開発 |
| c10 | 櫛引 洗佑 | 近赤外線撮像分光装置 SWIMS のための面分光ユニット SWIMS-IFU の開発 |
| c11 | 阿部 日向 | IACT におけるガンマ線観測のバックグラウンドとその物理過程 |

a1

HiZ-GUNDAM 搭載次世代 CMOS 検出
器の分光性能および放射線耐性の評価
金沢大学大学院 自然科学研究科
荻野 直樹

HiZ-GUNDAM 搭載次世代 CMOS 検出器の 分光性能および放射線耐性の評価

荻野 直樹 (金沢大学大学院 自然科学研究科)

Abstract

現在、赤方偏移 $z > 7$ の宇宙の物理状態についてはほとんど理解されていない。ガンマ線バーストは 10^{53} erg ものエネルギーをガンマ線として放射する宇宙最大の爆発現象であり、初期宇宙を探る有力なプローブとして利用されている。HiZ-GUNDAM(High- z Gamma-ray bursts for Unraveling the Dark Ages Mission) は、軟 X 線帯 (0.4–4 keV) での突発天体観測を用いた初期宇宙・極限時空探索計画である。特に時間変動の短いガンマ線バーストの検出および位置同定を主目的としており、0.1 秒程度の時間分解能と ~ 5 分角の精度の撮像性能が要求される。これらを同時に満足する検出器として Lobster-eye-optics (LEO) と呼ばれる特殊な X 線光学系と CMOS イメージセンサを組み合わせた次世代 X 線検出器の開発を進めている。CMOS イメージセンサのノイズレベルは ~ 0.2 keV @ -20°C で HiZ-GUNDAM の要求性能を満たす有力なセンサの候補である。そこで、真空環境下で CMOS を動作させ、低エネルギーの X 線を照射する実験を進めている。その結果、Al の蛍光 X 線 (1.49 keV) はシングルピクセルイベントとして十分に検出可能であることを示した。また、強力な ^{60}Co を用いた TID 実験では 30 krad 照射後も露光時間 0.1s で動作させることによってダークノイズの影響を抑えることができ、HiZ-GUNDAM の要求を満足することがわかった。現在は 100 MeV の Proton を 5 krad 照射することにより、粒子線への耐性を評価しておりその結果について報告する。

1 Introduction

ガンマ線バースト (Gamma-ray Burst: GRB) は数 10 ミリ秒から数 100 秒の間に 10^{53} erg ものエネルギーをガンマ線として放出する突発天体の一種で、現在知られている中で最も光度の高い天体現象である。

GRB は継続時間が 2 秒以上の Long GRB(LGRB) と 2 秒未満の Short GRB(SGRB) に大別される。LGRB のガンマ線放出過程は次のように考えられている。太陽質量の 40 倍を超えるような大質量星が超新星爆発を起こしブラックホールを形成した際相対論的速度のジェットが発生する。ジェットの中では物質流同士が衝突し相対論的衝撃波が作られる。これによって加速された電子が磁場に巻きつき、シンクロトロン放射としてガンマ線が放出される。SGRB は中性子連星が衝突・合体する際にブラックホールおよびジェットが形成され LGRB と同様の過程でガンマ線が放射されていると考えられている。

GRB は短時間ではあるが非常に明るく輝くため、

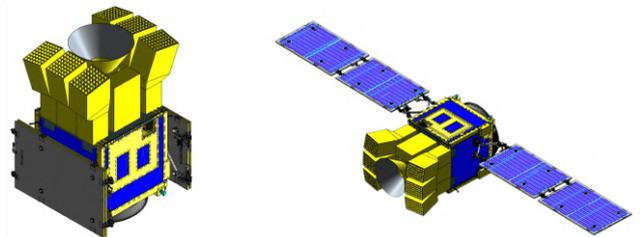


図 1: HiZ-GUNDAM のイメージ図。左が太陽電池パドル収納時、右が太陽電池パドル展開時。

初代星が誕生し、宇宙の暗黒時代が終焉した直後の初期宇宙 (赤方偏移 $z \sim 20$ の宇宙) を観測できる可能性がある。しかし、 $z > 7$ の GRB については軟 X 線に対して高い感度を持つ広視野の X 線検出器が必要とされておりこれまで十分な観測がされていない。そこで我々は強く赤方偏移を受けた GRB を効率よく観測するために 0.4–4 keV に感度をもつ次世代 CMOS 検出器と可視光・近赤外望遠鏡を搭載した小型衛星 HiZ-GUNDAM を計画している。図 1 が衛

星のイメージである。本研究では、次世代 CMOS 検出器の焦点面に使用する CMOS イメージセンサの分光性能評価と放射線耐性試験を行った。

2 Instruments

これまで打ち上げられてきた天文衛星 (*Chandra*, *XMM-Newton*, *Swift/XRT*, etc.) には, Wolter-I optics と呼ばれる斜入射型光学系と CCD を組み合わせた X 線検出器が搭載されている。このような検出器の視野は小さく, 多くの場合, 1° 以下であり, 広視野で突発天体を観測する我々のミッションには適さない。また, CCD の時間分解能は ~ 1 s であり, 我々の目標とする ~ 0.1 s の時間分解能を達成できない。CCD を用いて軟 X 線を観測する場合, -100°C 程度まで冷凍機を使い冷却する必要がある, 軌道上で冷凍機が故障した場合, 予定していた観測が行えない可能性がある。そこで我々は LEO と呼ばれる特殊な X 線光学系と CMOS イメージセンサを組み合わせた次世代 CMOS 検出器を開発している。開発中の検出器の仕様を表 1 に示す。 *Swift/BAT* と比べて 1.5–2 桁高感度な観測が可能である。

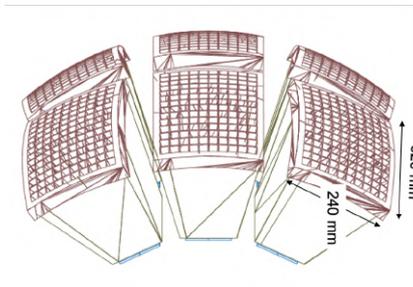


図 2: 次世代 CMOS 検出器。HiZ-GUNDAM には 6 ユニット搭載される予定である。

表 1: 次世代 CMOS 検出器の仕様

| Items | Parameters |
|---------------|--|
| Energy band | 0.4–4 keV |
| Field of view | ~ 1.2 sr (6 units) |
| Focal length | 300 mm |
| Sensitivity | 1×10^{-10} erg/cm ² /s For 100 s |

図 3 が HiZ-GUNDAM 搭載予定の Photonis 社製 LEO である。2 mm 厚のガラスに $20 \mu\text{m}$ の角穴が $6 \mu\text{m}$ ピッチであいている。図 4 に示すように, 検出器に入射した X 線が LEO の壁面で 1 回のみ反射すると焦点面に十字の像を作り出す。また, 壁面で 2 回反射すると十字の中央に集光される。集光された X 線は焦点面に設置されている CMOS イメージセンサで検出される。

本研究では Gpixel 社製の裏面照射型 CMOS イメージセンサ GSENSE400BSI–TVISB を利用した。図 5 が実際のセンサである。フレームレートは 48 fps であるため, 我々の目標とする時間分解能 0.1 s を達成できる。ピクセルサイズは $11 \times 11 \mu\text{m}^2$ で, 受光面積は $22.5 \times 22.5 \text{ mm}^2$ である。エピ層の厚さは $10 \mu\text{m}$ であるため, 我々の観測帯域である 0.4–4 keV で 50% 以上の検出効率が期待できる。

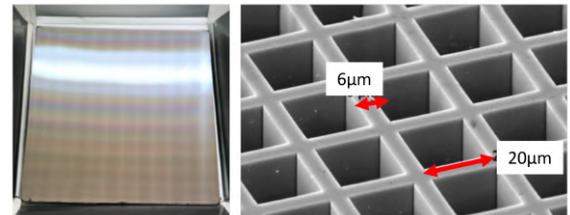


図 3: 実際の Photonics 社製 LEO。表面には $2 \mu\text{m}$ の穴が 6 mm ピッチで無数にあいている。表面の光沢 (左) は反射材として LEO に蒸着された Al に依るものである。

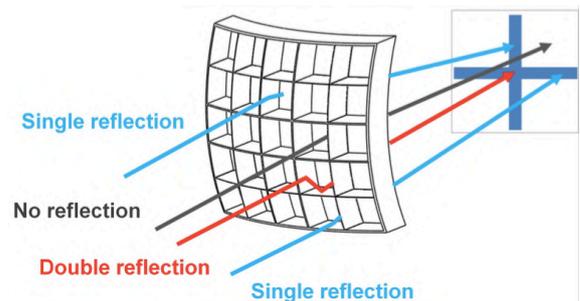


図 4: LEO の検出原理。1 または 2 回 LEO の壁面で反射した X 線により焦点面には十字の像ができる。(Weimin Yuan et al. 2017, *The X-ray Universe 2017*)

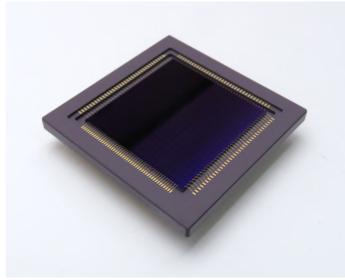


図 5: GSENSE400BSI-TVISB. $11\mu\text{m}$ 角のピクセルが 2048×2048 個並んでいる. 受光面積は $22.5 \times 22.5\text{mm}$ である.

3 Results

3.1 分光性能評価

CMOS に我々の観測帯域である $0.4\text{--}4\text{keV}$ の軟 X 線を照射し検出可能であるか調査した. 図 6 は Al と Ca の蛍光 X 線を照射した際のスペクトルである. 本実験では, Ca の隣に Ti が設置されていたため, Ti の蛍光 X 線も見えている. エネルギー分解能 (FWHM) を求めると表 2 のようになった.

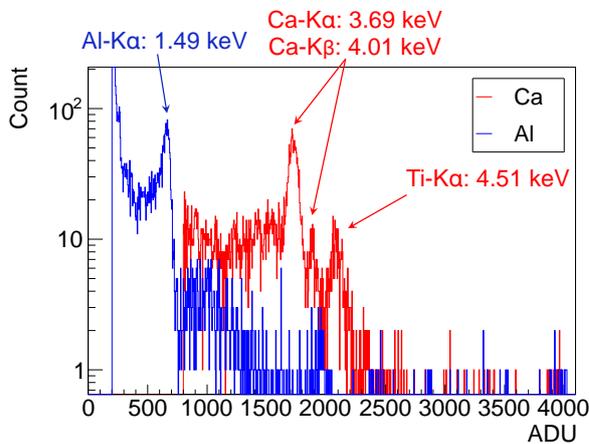


図 6: Al と Ca の蛍光 X 線のスペクトル. $\text{Ca-K}\alpha$ と $\text{Ca-K}\beta$ を分離できている.

表 2: エネルギー分解能

| X-ray | Energy [keV] | Energy resolution [eV] |
|----------------------|--------------|------------------------|
| Al- $\text{K}\alpha$ | 1.49 | 155 |
| Ca- $\text{K}\alpha$ | 3.69 | 214 |
| Ti- $\text{K}\alpha$ | 4.51 | 217 |

3.2 放射線耐性試験

CMOS イメージセンサを宇宙で利用するとトータルドーズ効果やシングルイベント効果により軟 X 線の観測に影響が出る可能性がある. そこで, 我々は ^{60}Co から放出される強力なガンマ線を 30krad , 100MeV の Proton を $\sim 5\text{krad}$ ($\sim 4.8 \times 10^{10}$ Proton/ cm^2) 照射することで宇宙利用可能であるか試験した.

図 7 が, ガンマ線照射前後でのスペクトルである. 照射前後でスペクトルの変化はほとんど現れず, 照射後でも $\text{Mn-K}\alpha$ と $\text{Mn-K}\beta$ を分離できていることがわかる. 図 8 にガンマ線照射前後での読み出し下限値 (LD) の変化を示す. 環境温度 $10\text{--}20^\circ\text{C}$, 露光時間 0.1s でイメージを取得した場合, 照射後でも LD は, $< 0.4\text{keV}$ を達成できることが明らかになった.

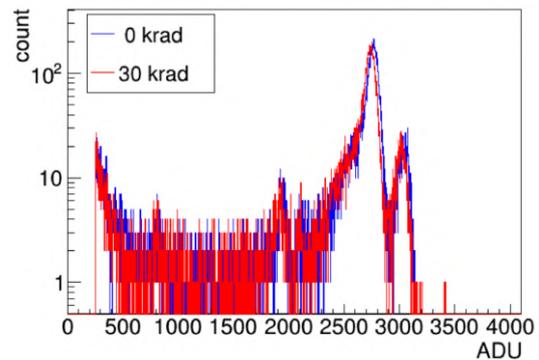


図 7: ガンマ照射前後での $\text{Mn-K}\alpha$, $\text{Mn-K}\beta$ のスペクトルの比較 (露光時間: 0.1s). スペクトルの形状はほとんど変化していない.

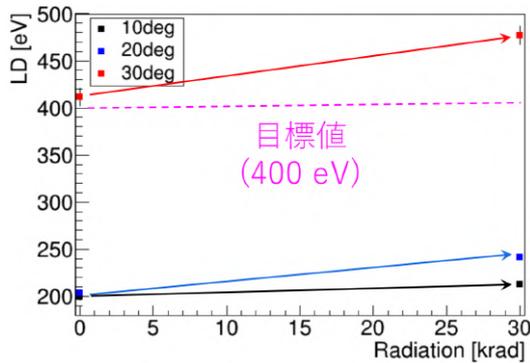


図 8: ガンマ線照射 (30krad) 前後での LD の変化. 20℃以下であれば 0.4 keV 以下の X 線を検出可能である.

図 9 が, Proton 照射前後でのスペクトルである. 左が +20℃, 右が -20℃ のデータである. +20℃ でイメージを取得すると, ガンマ線照射の場合と異なり, 低エネルギー側に大きな張り出しが現れる. しかし, -20℃ まで冷却することで張り出しが消え, 低エネルギーの観測が可能になる. 図 10 は Proton 照射前後での LD の変化である. 環境温度を 20℃ に設定し動作させると我々が目標とする 0.4 keV の X 線を観測できない. -20℃ まで冷却することで暗電流の増加が抑えられ, ~0.4 keV からの観測が可能になる.

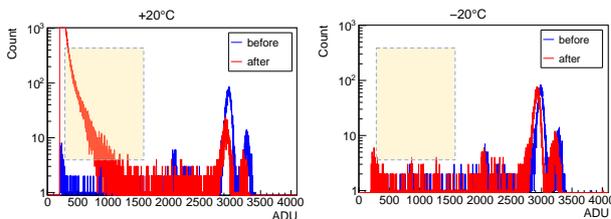


図 9: 100 MeV-Proton 照射前後での Mn-K $_{\alpha}$, Mn-K $_{\beta}$ のスペクトルの比較. +20℃ (左) では低エネルギー側に大きな張り出しが見える. -20℃ まで冷却すると張り出しはほとんど消える.

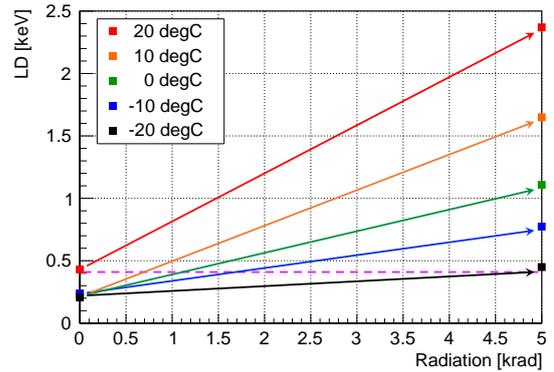


図 10: 100 MeV-Proton 照射前後での LD の変化. -20℃ (右) まで冷却することで暗電流が大幅に抑えられ, 照射後も ~0.4 keV の LD を確保できる.

4 Conclusion

GSENSE400BSI-TVISB の分光性能評価と放射線耐性試験を行うことで次のことが明らかになった.

- Al や Ca から放出される低エネルギーの蛍光 X 線 (Al: 1.49 keV, Cu: 3.69 keV) をシングルピクセルイベントとして検出可能である.
- ガンマ線照射では常温でも露光時間を 0.1s でイメージを取得することで 0.4 keV 以下の X 線も観測可能である.
- Proton 照射の場合は, ガンマ線照射よりも劣化が激しいが, -20℃ まで冷却することで暗電流の増加を抑えられ, ~0.4 keV からの観測が可能である.

Reference

Wenxin Wang et al. 2018, Proc. SPIE

Weimin Yuan et al. 2017, The X-ray Universe 2017

a2

超小型衛星搭載広視野 X 線撮像検出器
の性能評価

金沢大学大学院 宇宙物理研究室

キムソンヨン

超小型衛星搭載広視野 X 線撮像検出器の性能評価

キムソンヨン (金沢大学大学院 宇宙物理研究室)

Abstract

2017 年 8 月 17 日、重力波干渉計により中性子星連星の衝突・合体に伴う重力波の放出が観測され、重力波天文学が大変注目されている。しかし重力波観測のみでは、10-100 平方度と方向決定精度が悪いため、電磁波観測との連携が必要とされる。そこで、金沢大学では重力波観測と同時に放出されると考えられる Short Gamma-Ray Burst の観測を行うために、広視野 X 線撮像検出器を搭載した超小型衛星を開発している。この検出器は観測エネルギー帯域 2-20 keV、視野 1 ステラジアン以上、角度分解能 15 分角を実現し X 線突発天体の発生方向・発生時刻を特定することを目標としている。広視野 X 線撮像検出器は方向決定にはランダムな開口パターンをもつコーデッドマスク、ストリップ型シリコン半導体検出器 (SSD)、複数チャンネルの信号を読み出す高利得アナログ集積回路、そしてデータ処理を行う FPGA から構成されている。

この検出器の最適動作温度は 0 °C 以下であり、この温度を達成するために熱環境の構築を行った。宇宙空間を模擬した熱真空チャンバーによる実験と、熱数学モデルを用いたシミュレーションの両面から最適動作温度を達成する検出器筐体の設計をした。この結果を用いて、- 10 °C の環境下でフライトモデルの検出器の性能評価を行った。シリコン半導体の検出効率の実測では、 ^{57}Co や ^{109}Cd , ^{133}Ba を用いて検出器の効率を求め、厚みを算出した。その結果、SSD の空乏層の厚みは約 $493\mu\text{m}$ であったため、空乏層の厚みが設計値 $500\mu\text{m}$ と無矛盾な値になることを確認した。本講演では金沢大学衛星の科学目標及び検出器の熱環境構築、SSD の空乏層測定実験、そして現在行っているフライトモデルの性能評価実験の結果を報告する。

1 研究背景

2017 年 8 月、アメリカの Advanced LIGO と欧州の Advanced VIRGO による重力波と観測 (Abbott et al. 2017) に成功し、本格的な重力波ネットワークが構築された。しかし、重力波干渉計のみでは 10 平方度程度の位置分解能でしか発生源を特定することはできない。そこで、重力波観測と同期した電磁波観測が重要となる。

2017 年 8 月 17 日に LIGO と Virgo により中性子星連星の合体による重力波を観測し (GW170817)、Fermi-GBM により Short Gamma-Ray Burst (SGRB) がほぼ同時に観測 (GRB170817A) された (Abbott et al. 2017)。この同時観測は SGRB が中性子星連星の合体・衝突する際に重力波とともに発生すると考えられる根拠になった。

我々は SGRB 検出し、その発生時刻と到来方向の 2 つの情報を地上へアラートすることを目的とする広視野 X 線撮像検出器 (T-LEX) の開発を行っている。T-LEX は金沢大学で独自に開発している超小型衛

星 Kanazawa-SAT³ に搭載する。T-LEX は検出した SGRB の発生方向と発生時刻の情報をイリジウム衛星を経由することで素早く地上へ下す。この情報によって地上の望遠鏡を用いて連星合体直後の早い段階で追観測が期待される。これにより発生源までの距離が決まり、周囲の環境を知ることができる。そして、重力波と SGRB の同時観測より到来時間差ができ、中性子星連星が合体・衝突するときのブラックホールの形成過程が判明できる。また SGRB だけでなく GRB に似た他の X 線放射の放射構造も解明ができると期待される。

2 広視野 X 線撮像検出器 T-LEX

金沢大学で開発を行っている広視野 X 線撮像検出器 (Transient Localization EXperiment: T-LEX) は X 線突発天体からの電磁波を検出して、その発生方向を特定するものである。

T-LEX は 1 次元コーデッドマスク、ストリップ型

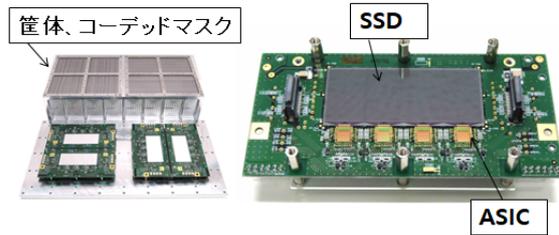


図 1: 左: 筐体と T-LEX 右: SSD と ASIC が載ったセンサー基板

シリコン半導体検出器 (SSD)、高利得アナログ集積回路 (ASIC)、FPGA からなるデータ処理系で構成されている。コーデッドマスクは筐体につけられていて X 線を通す部分と遮る部分がランダムに配置されたマスクである。X 線はマスクの開口部だけ通過するため、検出器には X 線が通った部分のマスクパターンが投影される。SSD は長さ 32 mm、幅 300 μm のストリップ状電極が 1 枚のセンサー基板当たり 256 本並んだ構造になっている。コーデッドマスクから入った X 線による検出器上の X 線強度分布とマスクパターンとの相関をとることで元の光源の位置を特定することができる。SSD からの光電吸収による電荷信号を ALEX (ASICs for Low Energy X-ray) で読みだす。ALEX は T-LEX の観測エネルギー帯域である 2-20 keV の X 線を読み出すための低エネルギー観測に特化した ASIC である。ALEX は 1 チップにつき 64 チャンネルを持っており、4 チップの ALEX で 256 本の信号を読み出すことができる。データ処理を行うための FPGA が搭載された 1 つのコントロール基板の上には 2 枚のセンサー基板がのっている。これを直交に 2 つ配置することで 2 次元で光源の方向を決定する。T-LEX の要求性能は表 1 にまとめた通りである。

表 1: T-LEX の能力要求値

| | |
|-----------|--------------------|
| 観測エネルギー帯域 | 2 - 20 keV |
| 観測視野 | >1sr |
| 角度分解能 | 15 分角 |
| 検出器面積 | 100cm ² |

3 T-LEX の熱環境構築

T-LEX の X 線読み出し下限値はノイズ源となる SSD のリーク電流に大きく依存するため目標動作温度を 0 $^{\circ}\text{C}$ 以下としている。実際の衛星の運用の時には、衛星の構造パネルと熱リンクをとって目標動作温度になるようにする。T-LEX の周りには MZ パネル、Mission パネルが 2 つの構造パネルがある。図 2 のように Mission パネルは T-LEX の筐体に取り付けている衛星内部のパネルで、MZ パネルは深宇宙側の衛星外部のパネルである。実際の運用状態を模擬した熱真空試験より、運用時の Mission パネル、MZ パネルの温度がわかっているため、その環境で T-LEX が目標動作温度まで下がるように熱真空構造を構築する。また筐体の中の T-LEX の基板は図 2 の右に示すようにコントロール基板、FPGA からのデジタル信号ノイズ除去用のアルミニウム製シールド、センサー基板の層状になっている。そして、これらはすべてステンレス製 M3 スペーサーに繋がっている。この状況で熱真空実験を行った結果、筐体とセンサー基板の温度差は 25 $^{\circ}\text{C}$ であった。そこで、筐体とセンサー基板間の熱の受け取りがもっと効率よくできるような環境を作る必要がある。

真空中では対流による熱の移動は無視することが

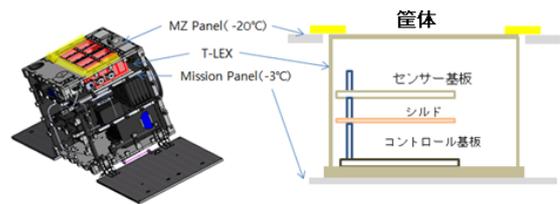


図 2: 衛星の構造と筐体中の検出器の構造

できるので、熱伝導、熱放射の 2 つを考慮した。検出器の発熱は検出器を収めている筐体と熱的にリンクをとることで冷却する。よって筐体は周りの衛星パネルと接続、もしくは積極的に切り離すことでできる限り温度を下げる必要がある。そこで、Mission パネルと筐体の間に熱伝導度が低いガラスエポキシを挟んで断熱させ MZ パネルから銅板を用いて熱リンクをとることで筐体の温度が MZ パネルと同じく -20

℃になると期待した。筐体の内部ではスペーサーによる熱伝導以外に T-LEX で最も低温である筐体の側面の壁からセンサー基板への直接熱の受け取りができる銅の熱リンクを製作して T-LEX1 次元分について 2 か所に付けることにした。次にステンレスより熱伝導度が高い M3 のスペーサーを用いてスペーサーの数を変化させながらセンサー基板の温度を測定した。その結果を図 3 で示す。また以下の式はセンサー基板の熱平行方程式である。面積が小さいため熱放射による熱の受け取りは無視した。

$$C_s \frac{dT_s}{dt} = Q_s + k_1 * (T_{sp} - T_s) + k_2 * (T_l - T_s) \quad (1)$$

C_s :センサー基板の熱容量 Q_s :センサー基板の発熱量

T_s :センサー基板の温度 T_l :基板上熱リンクの温度

T_{sp} :M5 スペーサーの温度

k_1 :スペーサーとセンサー基板間の熱伝達係数

k_2 :熱リンクとセンサー基板間の熱伝達係数

この式から求められるスペーサーの面積とセンサー基板の温度の関係を図 3 にオレンジの線で示す。図 3 より実験値と理論値が一致しており、M5 スペーサーを用いた時の温度が予測できる。そこで、M5 面積をもつ M3 スペーサーを真鍮より熱伝導度がさらに高い銅で製作した。構築した熱環境モデルを真空

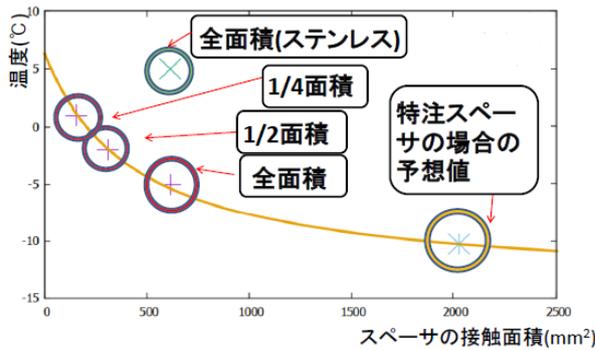


図 3: スペーサー面積と検出器の温度間関係

チャンバーと冷凍機を用いて模擬実験を行った。筐体についている銅板は MZ パネルからの銅板と仮定したもので熱平衡の時に MZ パネルの温度の -20℃ になるようにヒーターで調整した。この環境での筐体の温度とセンサー基板の温度を測定した。実験の結果、銅板の温度が -20℃ の時に筐体の温度は約 -19℃

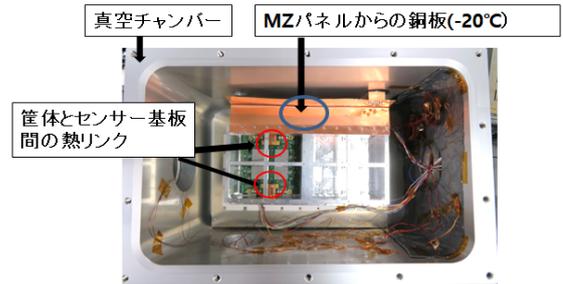


図 4: 模擬熱真空実験のセットアップ

になった。センサー基板の温度は約 -8℃ になり、目標動作温度を達成することができた。この情報を用いて現在、FM 筐体を製作している。

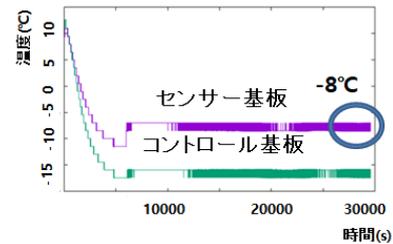


図 5: 筐体が -20℃ の時の模擬熱真空実験の結果

4 SSD の空乏層測定

T-LEX の SSD 中の空乏層の厚みを分かれば各エネルギーの X 線に対する検出効率がわかり、検出器に入ってくる X 線の強度が分かることができる。それで T-LEX の PFM を用いて SSD の空乏層の厚みの測定を行った。SSD の予想厚さ 500 μm 全部空乏層だと仮定して検出効率を求めると 10 keV 以下のエネルギーはすべて吸収されるため 10 keV 以上の X 線を出す三つの線源 (^{57}Co , ^{109}Cd , ^{133}Ba) から 14.4 keV, 22.1 keV, 25.0 keV, 30.9 keV, 35.1 keV の放射線を測定した。図 5 に実測のセットアップを示す。T-LEX は底板に固定し、シリコン半導体から 372 mm 離れた天井に線源を設置した。この実験では線源からの入射がなるべく平行にするために線源からの半

角が 2.46° になるようにセンサー基板 1 枚の 1 辺 3.2 cm の正方形面積分の 110 チャンネルだけを使った。測定時には衛星運用の際の T-LEX の予想温度である -10 °C で行った。

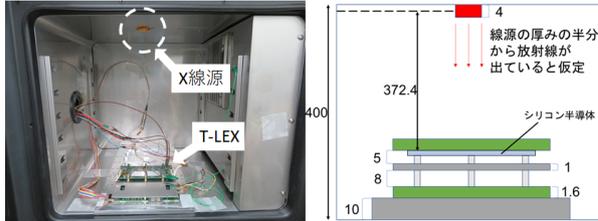


図 6: セットアップ

X 線の検出効率には以下の式により求められる。

$$\eta = \frac{N}{I_0 \times \Omega \times T} \quad (2)$$

η : 検出効率 N : 測定で得られたカウント数 I_0 : 線源の強度
 Ω : 立体角 T : 測定時間

SSD 内で光電吸収により発生した電荷は隣り合った 2 つの電極に分割されることがある。以下図 7 は隣り合った 2 つのチャンネルの漏れ込みを表した図である。一つの隣のチャンネルへの漏れ込み率は 1 ~ 2% 両側で約 3% と見積もった。またカウント数の見積もりには空気の減衰も考慮に入れてある。

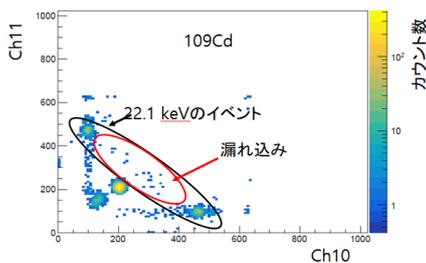


図 7: 隣の ch への漏れ込みの割合

この方法から求めた検出効率を用いて以下の式の関係より空乏層の厚さを求められる。

$$\eta = \frac{I_0 - I(x)}{I_0} \quad (3)$$

$$I(x) = I_0 \times \exp(-\kappa \times \rho \times x) \quad (4)$$

$I(x)$: 空乏層表面から深さ x における X 線の強度

κ : 質量吸収係数 ρ : 密度 x : 空乏層の厚さ

これより空乏層の厚みを計算した結果は以下の表 2 に示す。

表 2: 使用した金属と実験結果

| 線源 | E[keV] | カウント数 | 空乏層の厚み [μm] |
|-------------------|--------|--------|--------------------------|
| ^{57}Co | 14.4 | 83498 | 421 ± 26 |
| | 22.1 | 155881 | 514 ± 21 |
| ^{109}Cd | 22.1 | 155881 | 514 ± 21 |
| | 25.0 | 22036 | 489 ± 16 |
| ^{133}Ba | 30.9 | 103928 | 492 ± 18 |
| | 35.1 | 16796 | 518 ± 19 |

この結果から χ^2 検定を用いた最適な空乏層の厚みが $493 \pm 10 \mu\text{m}$ であることが求められた。SSD の設計値である $500 \mu\text{m}$ と誤差の範囲で一致する。コーデッドマスクの開口部にアルミニウムを蒸着したカプトン製の遮光フィルムを用いて可視光、近赤外線の流入を防ぐ予定である。今後はこの値を用いてフィルムまで含んだ T-LEX の検出効率を求めていく。

5 まとめ

衛星運用時に T-LEX の目標動作温度である -0 °C になるように熱環境を構築した。銅板を用いて衛星の MZ パネルから銅板による熱的なリンクを作って筐体を冷やし、筐体からの T-LEX の間にも銅板で熱リンクを作った。また構築した熱真空環境を真空チャンバーと冷凍機を用いて模擬実験を行った結果、センサー基板が目標温度範囲内の -8 °C になることを確認した。また、この温度環境で T-LEX に搭載されている SSD の検出効率を測定し、空乏層の厚みが設計値 $500 \mu\text{m}$ と無矛盾な値になることを確認した。次に T-LEX の FM 基板のエネルギー線形性及び、エネルギー分解能を求めることが今後の課題である。

Reference

Abbott et al. 2016 ,Phys.Rev.Lett, Vol. 116, p. 061102

Abbott et al. 2017 ,Phys.Rev.Lett, Vol. 119, p. 061101

a3

X 線 SOI ピクセル検出器の軟 X 線性能
評価

京都大学大学院 理学研究科

児玉 涼太

X 線 SOI ピクセル検出器の軟 X 線性能評価

児玉 涼太 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

我々は、2020 年代に打ち上げを目指す次世代 X 線天文衛星「FORCE」搭載に向けて、SOI (Silicon On Insulator) 技術を用いた X 線ピクセル検出器「XRPIX」を開発している (T.G.Tsuru et al. 2014)。従来の X 線天文衛星で主力検出器として用いられている CCD (Charge Coupled Device) は全ピクセルを一度に読み出すため、時間分解能が数 s 程度と悪い。XRPIX は各ピクセルにトリガ回路を実装することで、ヒットしたピクセルのみを読み出す「イベント駆動」を可能にし、その結果として時間分解能 10 μ s を実現した。時間分解能の向上により、検出器の周りをアクティブシールドで覆うことで高エネルギー粒子起源の非 X 線バックグラウンド (NXB) を除去する反同時計数処理を採用でき、その結果 20 keV まで低バックグラウンドでの硬 X 線撮像を可能にする。最新の素子である「XRPIX6E」は、エネルギー分解能 (~ 264 eV in FWHM @ 6.4 keV) を達成している (Kayama et al. 2019)。現在は、軟 X 線性能の向上が主要な開発目標となっている。軟 X 線を検出するためには、微弱な信号でもトリガがかかるように、トリガ回路の閾値を十分に下げることが必要である。しかし、そのトリガ閾値を下げると暗電流やトリガ回路起因のノイズが支配的になり、検出効率の低下を招くことが分かっている (奥野 智行 2019)。本研究では、XRPIX の軟 X 線性能評価の第一歩として、ノイズを拾うことなく検出できる下限のエネルギーの評価を行った。まず、ノイズによりトリガがかからない範囲内で、トリガ閾値をどこまで低くできるか調べた。その結果、ノイズレベルに対応したトリガ閾値電圧は 1 mV と求まった。次に、X 線を照射し、X 線エネルギーによりトリガがかかるトリガ閾値の下限値を調べた。エネルギーと対応するトリガ閾値の関係を求め、その関係からノイズレベルに対応するエネルギーを見積もった。その結果、検出可能なエネルギーの下限は 1.5 keV であることがわかった。

1 Introduction

現行の X 線天文衛星の主な検出器である CCD はエネルギー分解能 (~ 130 eV in FWHM @ 6 keV)、ピクセルサイズ (~ 24 μ m) と優れた性能を持つ。しかし、電荷転送により読み出す手法をとっているため、時間分解能が数 s と悪く、時間変動の激しい天体の観測に適さない。また、10 keV 以上においては高エネルギー粒子起源の非 X 線バックグラウンド (NXB) が高く、X 線イベントと区別できないという欠点がある。

我々は、低い NXB による 1 \sim 20 keV までの広帯域での X 線撮像分光を実現するために、SOI (Silicon On Insulator) 技術を用いた X 線ピクセル検出器「XRPIX」を開発している。XRPIX は、X 線による信号電荷がトリガ閾値を超えた際に、ヒット信号を出力するトリガ回路を各ピクセルに実装している。そのため、ヒットしたタイミングでそのピクセルのみを

読み出す「イベント駆動読み出し」を可能にした。これにより、CCD より 5 桁小さい時間分解能 10 μ s を実現した。この時間分解能の向上により、検出器の周りをアクティブシールドで覆うことで、XRPIX・アクティブシールドが同時にヒットするような事象を除去する反同時計数処理を行うことができる (図 1)。この高精度な NXB 除去の実現により、20 keV までの広帯域での X 線検出を可能にする。

最新の素子である「XRPIX6E」は図 2 に示すようなピクセル構造を持つ (S.Harada et al. 2019)。空乏層の厚みは ~ 200 μ m であり、 36 μ m \times 36 μ m のピクセルが 48 \times 48 個配置されている。各々のピクセルには回路層とセンサを結びつける読み出しノードがあり、集められた電荷は回路層に運ばれ、後段の電荷有感アンプで信号増幅される。この XRPIX6E では、エネルギー分解能 (~ 264 eV in FWHM @ 6.4 keV) を達成している (図 3)。

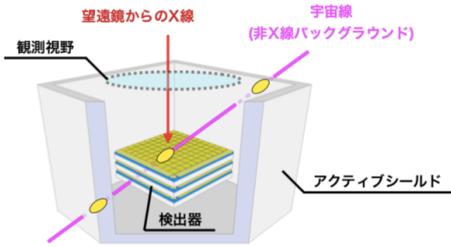


図 1: 反同時計数法による NXB 除去の概念図

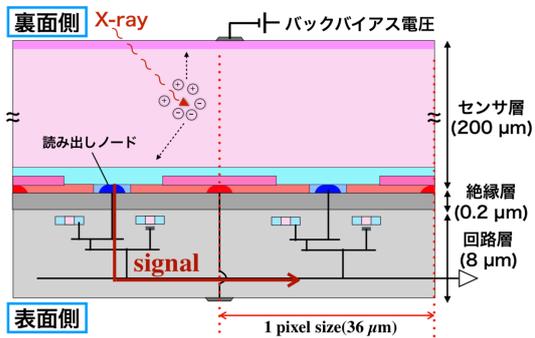


図 2: XRPIX6E のピクセル構造

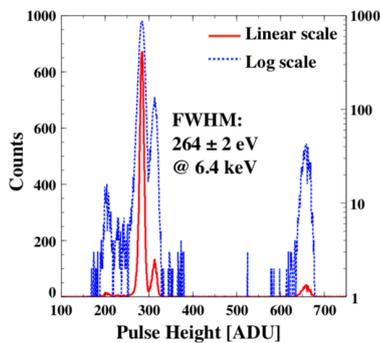


図 3: XRPIX6E で得られるスペクトル (Kayama et al. 2019)

図 2 に示すように、XRPIX の表面側には $8 \mu\text{m}$ 厚の回路層が存在する。このため、軟 X 線を表面から入射させるとほとんどが回路層で吸収され、検出効率が低下してしまう。したがって、軟 X 線はセンサ層がある裏面側から入射させる必要がある。さらに、イベント駆動で軟 X 線を検出するためには、硬 X 線と比べて弱い信号でもトリガを出力するように、トリガ回路の閾値を下げる必要がある。しかし、その

トリガ閾値を下げると暗電流やトリガ回路起因のノイズでもトリガがかかるようになり、その結果軟 X 線検出効率が低下する。本研究では、XRPIX の軟 X 線検出感度・分光性能の向上に向けた軟 X 線性能評価を行う。今回は、その第一歩として、検出可能な X 線エネルギーの下限を調べた。X 線を照射しない条件で、ノイズによりトリガがかからない範囲内でどこまでトリガ閾値を低くできるかをヒットカウントレートの評価によって求めた。さらに、トリガ閾値を変えながら X 線のスペクトルを取得して、トリガ閾値に対して検出できる X 線エネルギーの下限を求めた。以上の測定から、エネルギーと対応するトリガ閾値の下限値の関係を導き、ノイズレベルに対応する X 線エネルギーの評価を行なった。

2 Methods

2.1 トリガ閾値電圧測定

XRPIX の各ピクセルには、アナログ信号の信号増幅と読み出しを行うピクセルアナログ回路と、トリガ信号を出力するピクセルトリガ回路を搭載している。ピクセルアナログ回路の電荷有感アンプで信号増幅された波高値 V_{SIG} が、あらかじめ設定したトリガ閾値電圧 V_{tr} を超えると、トリガ信号が出力される。図 4 左に示すように、X 線を照射しない条件では、ノイズレベルが V_{tr} を超えない範囲における V_{tr} の下限値をカウントレートで評価した。X 線照射時においては、空乏層内で生じる電荷の統計的揺らぎや読み出し回路等のノイズにより、X 線エネルギー由来の波高値はガウス分布を示す。したがって、ガウス分布の中心に V_{tr} を設定すると、X 線由来のイベントの半数のみトリガが出力される (図 4 右)。本実験では、 V_{tr} を低く設定している時と比べてカウントレートが半分になる V_{tr} を調べた。

2.2 実験セットアップ

実験のセットアップを図 5 に示す。素子を搭載した読み出しボードを恒温槽に入れ、 $-60 \text{ }^\circ\text{C}$ に冷却して測定を行なった。読み出しボードには、素子の制御・データ処理用の FPGA が搭載されている。ま



図 4: トリガがかかる条件

た、素子から出力される波高値は読み出しボード上の ADC でデジタル信号に変換され、イーサネットケーブルを通じてデータ取得用 PC に転送される。X 線照射に際しては密封放射線源 ^{57}Co を使用した。素子の上に台座を取り付け、線源を固定して実験を行なった。

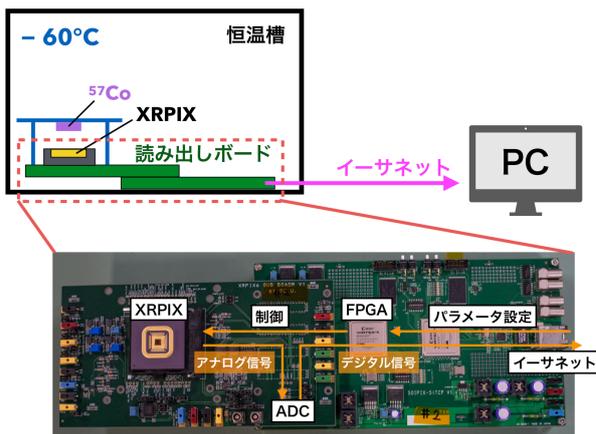


図 5: 実験セットアップ

3 データ解析

取得したデータの解析は(原田 颯大 2019)に沿って行う。XRPIX では、複数のピクセルに渡って電荷が検出されるチャージシェアリングイベントが存在する。したがって、周辺より波高値が高いイベント中心のピクセルに対し、その周りのピクセルの波高値が予め設定した閾値を超えるかどうかでイベントパターンを分類する。この解析により、発生した電荷雲が 1 つのピクセルに収まるイベントを「シング

ルピクセルイベント」、複数のピクセルにまたがるイベントを「マルチピクセルイベント」と呼ぶ。

4 実験結果

4.1 ノイズレベルに対応するトリガ閾値電圧測定

ノイズによりトリガがかからない閾値電圧の下限値を測定するために、X 線を照射しない条件下で V_{tr} を変化させてデータを取得した。ヒットカウント数を測定時間で割ることで、カウントレートを求めた。その結果を図 6 に示す。

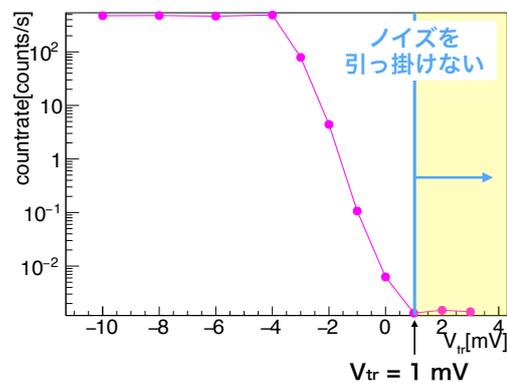


図 6: V_{tr} とカウントレートの関係

V_{tr} を上げるにつれてカウントレートが減少していることが確認できる。これはトリガ閾値電圧が上がること、ノイズによりトリガがかかる確率が減少することを示している。 $V_{tr} \geq 1 \text{ mV}$ でカウントレートがほぼ 0 の一定値をとることから、ノイズレベルに対するトリガ閾値電圧の下限値は 1 mV であると結論づけた。

4.2 X 線エネルギーに対応するトリガ閾値電圧測定

トリガ閾値と検出できる X 線エネルギーの下限値の関係を求めるために、 ^{57}Co による X 線を XRPIX に照射し、トリガ閾値を変えながら 6.4 keV, 7.1 keV, 14.4 keV のスペクトルを取得した。シングルピクセ

ルイベントのスペクトルについて、各ピークの面積がカウント数に対応すると考え、その面積を測定時間で割ることでカウントレートを評価した。その結果を以下の図 7 に示す。前節と同様に、 V_{tr} を上げるにつれてカウントレートが減少することが確認できる。得られるスペクトルのピークはガウス分布となることを考慮すると、各 X 線エネルギーに対するカウントレートの V_{tr} 依存性は誤差関数に従うと考えられる。したがって、誤差関数でフィットを行い、その関数の変曲点に対応した V_{tr} を X 線エネルギーに対するトリガ閾値電圧の下限値とした。この解析により、 V_{tr} は 65.7 mV (@ 6.4 keV), 73.6 mV (@ 7.1 keV), 170.5 mV (@ 14.4 keV) と求まった。

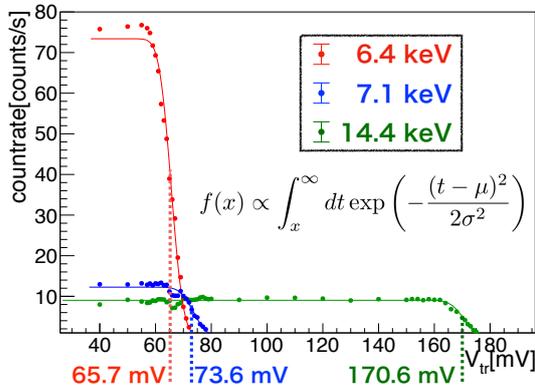


図 7: V_{tr} とカウントレートの関係

4.3 X 線エネルギーとトリガ閾値電圧の関係

前節で求まった X 線照射時の各 X 線エネルギーに対するトリガ閾値の下限値から、エネルギーとトリガ閾値の関係をプロットした (図 8)。6.4 keV, 7.1 keV, 14.4 keV の 3 点より線形フィットを行なった結果もグラフに重ねている。X 線非照射時のノイズに対する下限値 $V_{tr} = 1$ mV に対応したエネルギーは、フィットした一次関数より 1.5 keV と見積もることができる。したがって、ノイズを引っ掛けることなく計測可能な X 線エネルギーは 1.5 keV 以上であることがわかった。しかし、低エネルギー側でも線形の関係を示すかどうかは未確認であるため、今

後は軟 X 線を照射して同様の実験を行い、検証を行う必要がある。

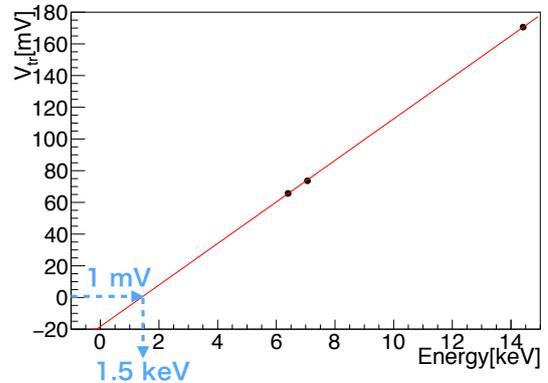


図 8: X 線エネルギーと V_{tr} の関係

5 まとめと今後

今回、私は X 線ピクセル検出器 XRPIX の軟 X 線性能評価の第一歩として、X 線エネルギーとトリガ閾値電圧の関係を調査した。実験結果より、ノイズレベルに対応するエネルギーは 1.5 keV と見積もることができた。今後は軟 X 線を照射して、軟 X 線側におけるトリガ閾値電圧とエネルギーの関係と、軟 X 線に対する検出効率・分光性能等々を評価する。得られた結果から裏面構造の改良を検討し、さらなる性能向上に向けて新しい素子開発を進める。

Reference

- T.G.Tsuru, et al., Development and performance of Kyoto X-ray astronomical SOI pixel (SOIPIX) sensor, Proc. SPIE 9144 (2014) 914412.
- K. Kayama, et al., Subpixel response of SOI pixel sensor for X-ray astronomy with pinned depleted diode: first result from mesh experiment, JINST 14 (2019) C06005.
- 奥野 智行, 京都大学, 2019, 修士論文.
- S.Harada, et al., Performance of the Silicon-On-Insulator Pixel Sensor for X-ray Astronomy, XRPIX6E, Equipped with Pinned Depleted Diode Structure, Nucl. Instrum. Meth. A, 924 (2019) 468.
- 原田 颯大, 京都大学, 2019, 修士論文.

a4

CMB 偏光観測衛星 LiteBIRD の偏光変調
器に向けた広帯域反射防止構造のレー
ザー加工技術開発とその光学評価
宇宙科学研究所
高久 諒太

CMB 偏光観測衛星 LiteBIRD の偏光変調器に向けた広帯域反射防止構造のレーザー加工技術開発とその光学評価

高久 諒太 (宇宙科学研究所)

Abstract

科学衛星 LiteBIRD は、宇宙マイクロ波背景放射 (CMB) の偏光観測から原始重力波由来の B-mode を観測し、インフレーション理論を検証する衛星計画である。LiteBIRD では様々な要因による系統誤差を低減するため、光学系に直径 45 cm の半波長板を導入する。半波長板の素材はサファイアが適しているが、屈折率が 3 程度と高く、信号の 50%ほどを反射してしまう。また CMB の観測帯域も 34~161 GHz と広帯域なので、この帯域で 90%以上の透過率を得る反射防止膜が要求される。そこでピラミッド型の構造 (SWS) を半波長板の両面に施す。LiteBIRD の観測帯域にスケールすると、構造ピッチ 0.54 mm 以下、構造高さ 2 mm 以上の SWS を直径 45 cm サファイア基板の表面に作製しなければならない。そこで、超短パルスレーザーを用いた加工にて新しい加工方法を考案した。新しい加工方法を用いることで、大面積カバー法と加工時間、加工時の構造破壊、広帯域反射として最適な構造の形成法といった問題を一挙に解決した。加工時間ではこれまで 45 cm 径内を加工するのに 2.33 年かかる予測だったが、2.5ヶ月まで短縮可能になった。また透過率測定では、40~181GHz の帯域で 90%以上の透過率を得られることを証明した。

1 Introduction

これまで、COBE、WMAP、Planck と続く衛星観測から CMB の温度異方性は精度よく観測され、ビッグバン理論の正当性、宇宙の年齢、宇宙の組成などが示された。現在は CMB の偏光観測が注目されている。B モードと呼ばれる偏光パターンの観測から、宇宙開闢を記述するインフレーション理論に制限を与えることができる。その中で LiteBIRD は 2020 年代打ち上げ予定の中で唯一の衛星計画である。LiteBIRD はテンソルスカラー比 r を $\delta r < 0.001$ の精度で観測することを目指す。[Hazumi et al. (2012)]

B モードを精度よく観測するためには、前景放射によるノイズ、機器由来のノイズなどを低減する必要がある。前景放射は周波数特性をもつが CMB は黒体放射なので、広帯域の観測によって前景放射の影響を除去できる。LiteBIRD では 34 GHz から 161 GHz, 89 GHz から 440 GHz を観測する望遠鏡に分割し、前者を日本が、後者をヨーロッパが開発している。日本が開発を手がける低周波望遠鏡では、機器由来のノイズを低減するためにサファイア回転半波長板を用いて CMB を変調する。[Kusaka et al. (2014)] しか

しサファイアの屈折率はミリ波に対して高く、信号の 50%を反射してしまう。そこで 34 GHz から 161 GHz の間で少なくとも 90%以上の透過率を得る広帯域反射防止が必要である。そこでサファイア表面にピラミッド構造 (sub-wavelength structure: SWS) を施すことを考えた。これは蛾の目の構造 (モスアイ構造) の生体模倣からきており、目での反射で天敵から見つからないようにしたり、夜でも効率的に光を取り込めるように進化したと言われている。SWS は構造周期が波長より小さい時、実効的な屈折率を深さに対する関数として記述できる。すると境界面での反射を極限まで抑制できるので、1 つの媒質で広帯域かつ高性能な反射防止を実現できる。しかし、34 GHz から 161 GHz の間で 90%以上の透過率を得るには、少なくとも構造周期 0.54 mm, 構造高さ 2.0 mm 以上の構造が必要である。これほど巨大な構造をサファイアに施すのは非常に困難である。我々はレーザー加工を用いて目的の構造の形成に挑んでいる。[Schütz et al. (2016)] LiteBIRD に応用するためには、以下の問題を解決しなければならない: 1) 反射防止として最適な構造をサファイアに施すことは非常に困難である。2) 高出力のフェムト秒パルス

のような加工では、ピークパワーが強すぎるために構造が破壊されてしまう。3) 開口径 45 cm の範囲を SWS で覆わなければならない、大面積を現実的な時間で加工しなければならない。現状予測される加工時間は 2.33 年と非現実的である。以下の問題を解決する糸口を探し出し、実際の光学測定からモスアイ構造の性能を評価することが本研究の目的である。

2 SWS の設計

まず、反射防止として最適な構造をシミュレーションによって探索する。SWS の幾何学パラメータは単純なケースとして構造ピッチ p 、頂点の高さ w_0 、構造高さ h を用いて定義できる。そこでこれらのパラメータの最適化を行う。まず、回折条件 $p < c/(vn)$ より、 $p < 0.54$ mm が決定される。次に構造高さ h と頂点の幅 w_0 を決定する。最適化には電磁解析シミュレータ DiffractMOD を使用する。これは厳密結合波解析に基づいており、周期構造に対する厳密な電磁解析シミュレーションを可能にする。そこで構造周期 $p = 0.54$ mm に固定し、頂点の幅 w_0 、構造高さ h の 2 つの幾何学パラメータを変化させた場合の計算結果を図 1 に示す。この結果から、構造高さ h は高ければ高いほど透過率が高くなり、頂点の幅 w_0 の最適値は高さに依存しているものの、極大値が存在していることがわかった。しかし実際にレーザーを用いた加工では、一般的に深い構造を加工するのは非常に困難である。今回のレーザーシステムでは 2 mm 以上の構造を加工することは困難なため、 $(h, w_0) = (2.0, 0.15)$ mm を暫定的な最適値とした。また、構造の高さが低くても高い透過率を得られるようにするために、新たなパラメータ α を用いて以下の式を定義する。

$$w(z) = w_0 + (p - w_0) \left\{ 1 - \left(\frac{z}{h} \right)^\alpha \right\} \quad (1)$$

これは途中の形状を深さ方向 z の関数で表したものである。パラメータ α を変化させた時の SWS の概形と、それらを SWS として導入した際の透過率計算結果を図 2 に示す。明らかに $\alpha = 1.5$ が他の 2 つの構造に対して高い透過率を得られていることがわかる。これは Effective medium theory [Bräuer et al. (1994)] から算出される深さ方向の実効的な index

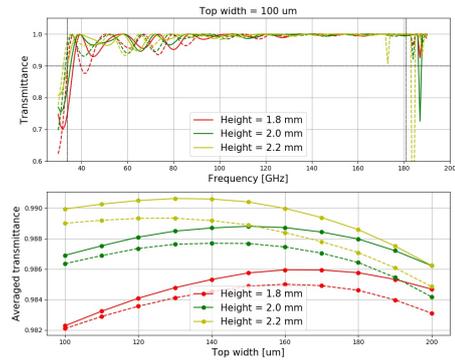


図 1: 構造周期 $p = 0.54$ mm に固定し、構造高さ h と頂点の幅 w_0 をパラメータとして変化させた時の透過率 (上) とその平均値 (下)。

profile が、選択的なバンド内で反射率を低減することができる index profile [Klopfenstein (1955)] とよく一致していることが要因である。よって実際の加工においては、少なくとも $\alpha = 1.5$ となるような構造を目指す必要があることがわかった。

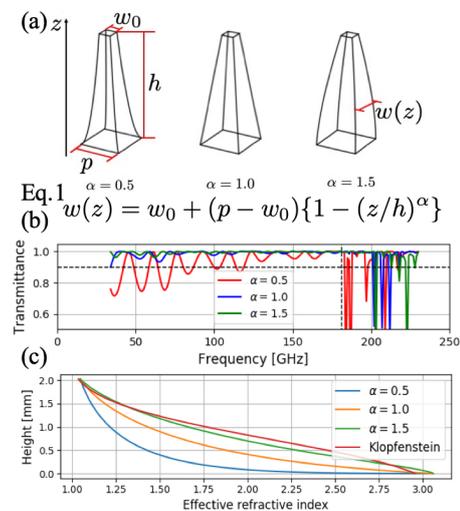


図 2: (a):Eq.1 を使用して α を変化させた時の構造の概形。(b):それぞれの構造を用いた時の透過率計算値。(c):それぞれの構造の index profile と Klopfenstein の index profile。

3 laser 加工結果

図 3 にレーザー加工のスキュン方法を示す。SWS は、直交する Line の束上をレーザーが数十回繰り返しスキュンすることで作られる。Line を構成する幾何学パラメータとして、Line length(l_l), Line width(l_w), Line space(l_s), Line number(l_n) がある。

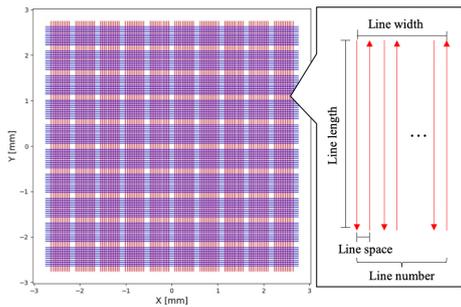


図 3: スキュンパターンとその幾何学パラメータ。

しかし超短パルスレーザーを用いた加工では、高すぎるピークパワーが影響し、頂点部分が壊れてしまう。さらに、最終的に形成される構造は、シミュレーション上で見積もられた構造を形成することは不可能である。そこでこれらの問題を一挙に解決する加工方法を開発した。新しい加工方法では頂点の構造を残しつつ短時間で溝を加工でき、さらにパラメータを調整すれば α のコントロールもある程度可能になる。

図 4 は新しい加工方法を使用して作製した 2 つのサンプルを表している。2 つのサンプルは同じ加工方法で作製しており、基盤の片面のみの 34.5 mm 径の範囲に加工を施した。表 1 に示す通り、2 つのサンプルは構造ピッチ 0.54 mm、構造高さ 2.15 mm であった。構造の α は約 1.37 であり、Klopfenstein の index profile に近い折率曲線を得ることができた。また、34.5 mm 径内全ての構造を残すことに成功し、さらに加工には 10.5 時間を要した。この時間を 45 cm 径内へスケールすると 2.5ヶ月となる。これまでの加工結果から予測される 2.33 年という数字に対して 11 倍ほどの時間短縮に成功し、実機サイズの作製が現実となった。

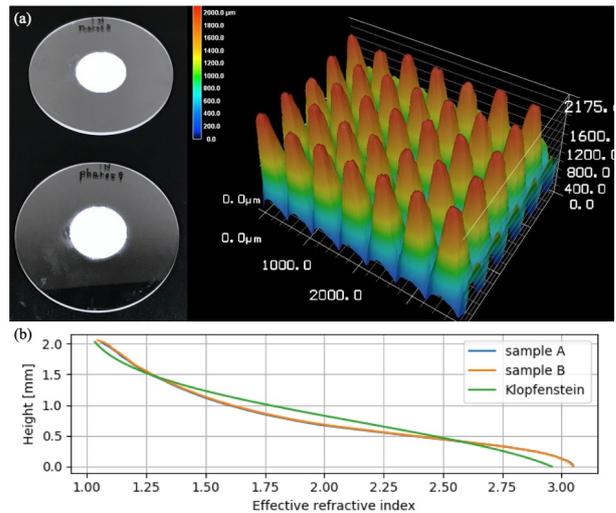


図 4: (a):新しい加工方法により作製したサンプルとその形状イメージ。(b):作製したサンプルの index profile と Klopfenstein の profile の比較

表 1: 作製した各サンプルの幾何学パラメータ測定値

| geometrical parmaters | sample A | sample B |
|-----------------------|----------|----------|
| top width [mm] | 0.12 | 0.12 |
| pitch [mm] | 0.54 | 0.54 |
| hieght [mm] | 2.15 | 2.12 |
| α | 1.37 | 1.37 |

4 透過率測定結果

サンプルの透過率は、サンプルを置いた時の強度と置かない時の強度の比から算出する。図 5 は各サンプルの透過率と、2 つのサンプルを合わせて両面が SWS になるようにした場合の透過率である。各透過率の測定を実際の形状から予測される計算値と比較すると、概ね一致していることがわかった。さらに両面が SWS であった場合、40GHz-161 GHz の間で 90%以上の透過率を得られることが実測によって証明された。

5 Discussion

2mm 以上の構造を短時間で作製するためには、レーザーを高速スキュンさせるガルバのミラーと f-

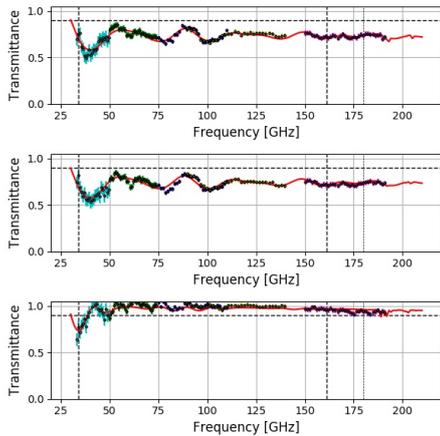


図 5: 各サンプルの透過率測定 (A:上、B:中) と、2つのサンプルを合わせ、両面がSWSになるようにした場合の測定 (下)。赤線は予測される計算値で、測定とよく一致している。

theta レンズが必要不可欠である。しかし f-theta レンズの径を考慮すると、一度に加工できる範囲は 70 mm 径と限られているため、一度に加工できる範囲 (ユニット) をタイルを並べるようにして加工しなければならない。しかし、ユニット間の補強ができていないと、図 6 のアルミナサンプルの透過率測定結果のように、低周波側に周期的なスパイクを起こすという問題がある。

そこで新たにスティッチングラインという部分を設け、ユニット間でスティッチングラインを重ねてスキャンするようにした。さらに全体を少しずつ加工することで、スティッチング間の壁を残さないように工夫した。図 7 は新たなスティッチング方法を小径範囲で加工した結果である。ここでは 9×9 個のユニットを 4 つをタイル状に並べている。縦、横方向の断面図をとると、スティッチングライン部分とユニット内部の構造に有意な差異が見られなかった。よってこのスティッチング法を用いて、大面積を加工することができると言える。

6 Conclusion

LiteBIRD 低周波望遠鏡で使用するサファイア半波長板のための広帯域反射防止としての SWS の作製

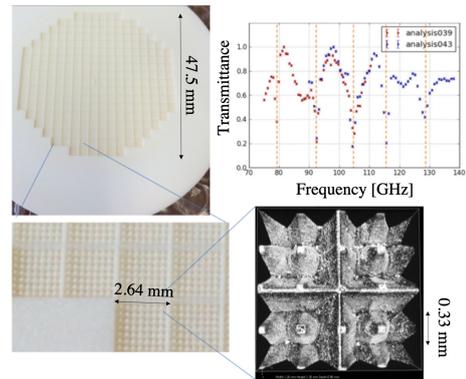


図 6: 大面積を加工したアルミナサンプルと、ユニット間のスティッチングラインによって起こる周期的なスパイクの例。橙点線の部分に周期的な透過率の低下がみられる。

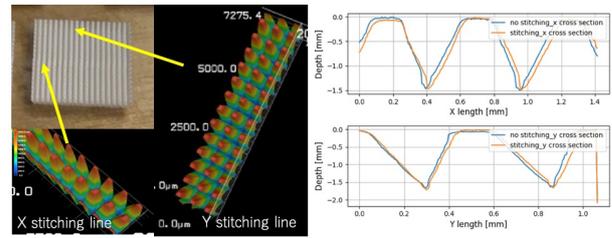


図 7: 新しいスティッチング法を用いて加工した小径サンプルの加工結果。

方法を開発し、透過率測定から高い反射防止性能を示すことを証明した。さらに大面積を加工する方法も開発し、上記に示した全ての問題を解決した。これより実機サイズを加工するための設計を行い、実際に作製を始める。

Reference

M. Hazumi et al., 2012, Proc. of SPIE Vol. 8442 844219-1
 A. Kusaka et al., 2014, arXiv:1310.3711 astro-ph.IM
 V.Schütz et al., 2016, JLMN-Journal of Laser Micro/Nanoengineering Vol. 11, No. 2
 Bräuer et al., 1994, Appl. Opt. 33, 78757882
 R. W. Klopfenstein, 1955, Original manuscript received by the IRE

a5

CMB 偏光観測に用いる TES 性能評価に
おける環境・手法の開発

東京大学大学院 理学系研究科物理学
専攻

西ノ宮 ゆめ

CMB 偏光観測に用いる TES 性能評価における環境・手法の開発

西ノ宮 ゆめ (東京大学大学院 理学系研究科物理学専攻)

Abstract

初期宇宙や宇宙進化の理解を深めるために、宇宙マイクロ波背景放射 (Cosmic Microwave Background; CMB) の B モードの偏光観測が進められている。全天からほぼ等方的に観測される CMB の無偏光成分のスペクトルは 2.7 K の黒体輻射と良く一致しているが、数度の角度スケールに見られる CMB の偏光成分の揺らぎは数十 μK と非常に小さい。この揺らぎの起源は、量子揺らぎがインフレーションによって引き伸ばされた宇宙の初期揺らぎであると考えられている。

CMB の揺らぎを精密に測定する目的で、CMB 観測の望遠鏡には超伝導転移端センサー (Transition Edge Sensor; TES) が多数使用されている。このセンサーは、超伝導の転移温度付近における急峻な温度抵抗値変化を読むことによって微量の熱を検出するマイクロカロリメータであり、光を吸収すると温度が上がるボロメータ内の温度計として用いられている。我々のグループは、チリのアタカマ砂漠に建設中である地上望遠鏡 Simons Observatory (SO) の開発に取り組んでいる。SO などの次世代実験のために開発された TES の性能評価を行って感度を精密に測定することは、CMB 偏光の系統誤差を見積もるのにとっても重要である。そこで、TES の性能の評価環境や評価手法を考え、望遠鏡の運転温度である 0.1 K 付近で TES の温度依存性を調べた。本講演では、TES の動作原理を紹介し、性能の測定状況について報告する。

1 Introduction

1.1 CMB

近年、宇宙マイクロ波背景放射 (Cosmic Microwave Background; CMB) の地上観測実験が進められている。宇宙が始まってから 38 万年後、再結合期に放出された電磁波が CMB である (図 1)。CMB の無偏光成分のスペクトルは 2.7 K の黒体輻射と良く一致している。CMB の偏光ゆらぎの観測を通して、初期宇宙の物理が分かり、新しい素粒子・宇宙像が明らかになる (The Simons Observatory Collaboration 2019)。例えば、インフレーションが起こると、原始重力波が生じると言われている。原始重力波は CMB 偏光成分に奇パリティを持つパターン「B モード」を刻印するが、この B モードの数度スケールの偏光ゆらぎを観測してインフレーション理論の証拠を探索することが、CMB 実験の大きな目的のひとつである。また、0.1 度スケールの偏光ゆらぎから重力レンズ効果を測定することで、宇宙の大規模構造を明らかにし、暗黒物質に制限をかけ、ニュートリノの質量和を制限することができる。

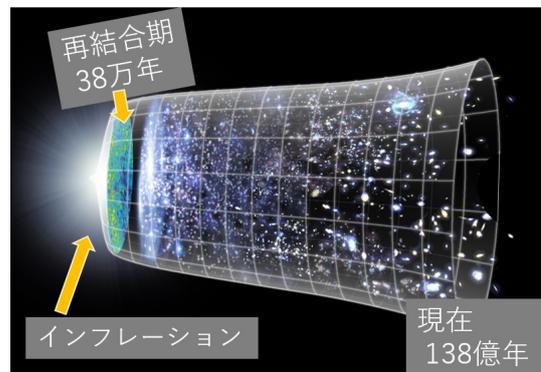


図 1: 宇宙進化の模式図

1.2 Simons Observatory

2016 年には、史上最大規模の地上 CMB 実験である Simons Observatory (SO) 実験が発足した。この実験では、口径 6 m の望遠鏡 Large Aperture Telescope (LAT) と、3 つの口径 42 cm の望遠鏡群 Small Aperture Telescope (SAT) を設計していて、27~280 GHz の周波数域の CMB を観測する (N. Galitzki et al. 2018)。LAT では 0.1 度スケールの偏光ゆらぎを観

測して、重力レンズ効果を測定する。SAT では数度スケールの偏光ゆらぎを観測して、インフレーション理論の証拠を探索する。この2種類の望遠鏡では、合わせて約6万個の超伝導転移端センサー (Transition Edge Sensor; TES) を用いて CMB を検出する。

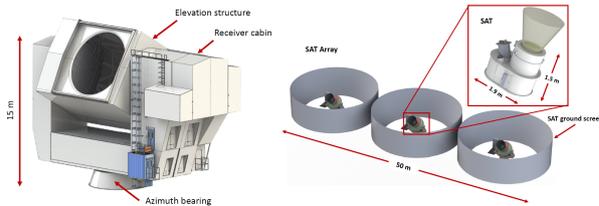


図 2: (左)LAT、(右)SAT (N. Galitzki et al. 2018)

2 TES Detector

超伝導転移端センサー TES を用いた検出器 (図 3) では、転移温度付近で超伝導体の抵抗値が急峻に変化する性質を活かして、超伝導体をボロメータの温度計として利用している (P. D. Mauskopf 2018)。吸収体から熱的につながった熱浴へ流れる飽和出力 P_{sat} は一定であるので、TES で発生する電力 P_{bias} を測定すれば、保存則 $P_{sat} = P_{bias} + P_{opt}$ から、吸収体が吸収した CMB のパワー P_{opt} を推定することができる。

TES を定電圧バイアスで動作させると、負の電熱フィードバックがかかって安定な状態を保つことができる。なぜなら、CMB が入射すると吸収体の温度が上がるため TES の抵抗値が増加し、 $P_{bias} = V^2/R(T, I)$ が減少して温度が下がるためである。

高感度で微小な信号を検出できる TES を用いることで、より高感度での CMB 観測が可能になった。現在の TES1 個の感度は、光子の熱的なノイズによる原理的な限界に到達している。そこで、CMB 実験では焦点面上の TES の数を増やして統計誤差を小さくすることで、指数関数的に感度を向上させてきた (CMB-S4 Collaboration 2016)。SO では、6 万個の TES 全てを光子の熱雑音レベルで確実に動作させるために、0.1 K という極低温で用いる。そのためには、0.1 K に最適化された TES を開発する必要がある。これを達成するために、私は、さらに高感度・多

チャンネル化が可能な TES の性能評価を行い、開発者へフィードバックすることで、TES 開発を進めることを目指している。

現在、TES の性能評価を進めており、TES の抵抗の温度依存性を測定している。以下、TES の抵抗値を測定するセットアップや方法、その結果および考察について述べる。

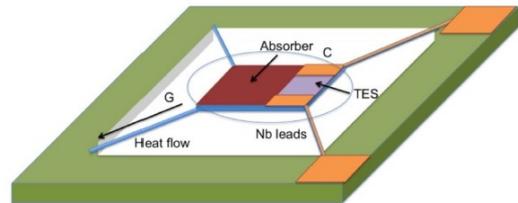


図 3: TES ピクセルの模式図 (P. D. Mauskopf 2018)

3 Methods

今回の実験では、NIST 製の TES (SO bolo-01 Low R) と HYPRES/SeeQC (LBNL) 製の TES (V060-06) について、抵抗値を測定した。どちらの TES も同じ AlMn を使用しているが、作製プロセスの違いにより、転移温度にわずかな違いがある。SO では、 $T_c \approx 160$ mK を目標として TES の開発が進められている (N. Galitzki et al. 2018)。

希釈冷凍機 Oxford Io を使用し、TES を 0.1 K ステージに置いて冷却した (図 4)。0.1 K ステージにあるサンプルヒーターに流す電流値を変えることで、100~350 mK まで TES の温度を変化させた。校正した温度計を TES の乗っている銅板上に置いて、温度を測定した。数 mΩ の抵抗を精密に測定するために、LakeShore 372 という AC Resistance Bridge を TES に繋いで、4 端子法で測定した。4 端子法により、測定の配線自体の抵抗や、TES との接続部の接触抵抗の影響を受けずに測定することができる。今回は定電流バイアスにして、電圧値の変化を読み取ることによって抵抗値を測定している。ここで、NIST に関しては $0.3\mu\text{A}$, $1\mu\text{A}$, $3\mu\text{A}$ 、HYPRES/SeeQC に関しては $1\mu\text{A}$, $3\mu\text{A}$ の大きさの励起電流を印加した。このとき TES で発生する熱は、 $10\text{ m}\Omega \times (1\mu\text{A})^2 \approx 10$

fW 程度である。これは、 P_{sat} ~ 数 pW に比べて十分に小さい。したがって、十分に温度が低ければ、励起電流が超伝導状態を壊すことはない。

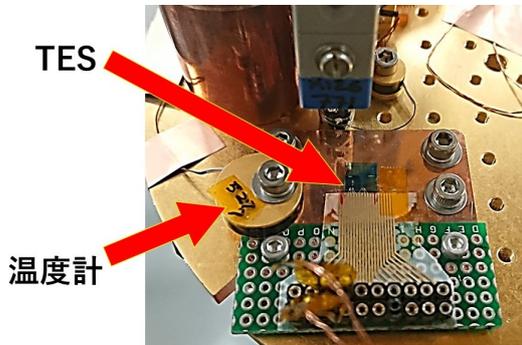


図 4: 希釈冷凍機の 0.1 K ステージ

4 Results & Discussion

4.1 Data acquisition

まず、データ取得回数について、図 5 を用いて説明する。今回の実験では、1 分ごとに 1 回データを読む設定になっている。サンプルヒーターの温度が、要求する温度まで上がるにはある程度時間がかかるため、温度が一定になるまで十分に待つ必要がある。今回は要求する温度 1 つにつき 30 分間測定をし、温度が一定になっている時間での温度や抵抗値を平均して、4.2 節・4.3 節のプロットを作成している。

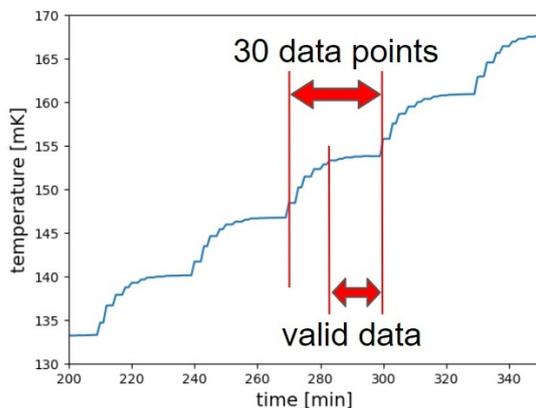


図 5: 測定した温度のふるまい

4.2 Transition curve

図 6・図 7 は、励起電流 $1 \mu\text{A}$ で測定した NIST TES と HYPRES/SeeQC TES の抵抗値を温度の関数としてプロットしたものである。誤差は、有効なデータ数による統計的な誤差から算出している。これらを見ると、転移が起こって抵抗値が変化した様子が測定できていることがわかる。NIST TES の転移温度は 170 mK、常伝導状態での抵抗は 10 m Ω であった。また、HYPRES/SeeQC TES の転移温度は 200 mK、常伝導状態での抵抗は 8 m Ω であった。したがって、どちらの転移温度も、SO での設計目標値 $T_c \approx 160 \text{ mK}$ に近い値になっている。

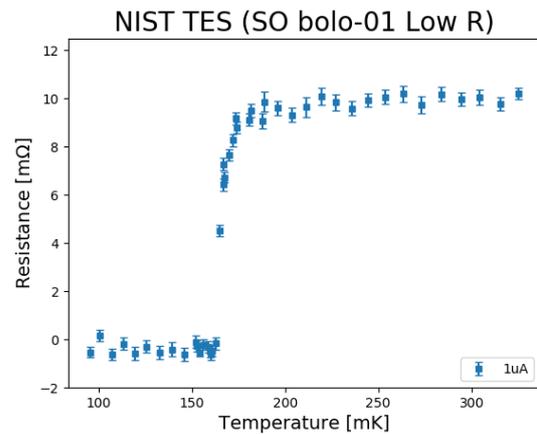


図 6: NIST TES の抵抗値

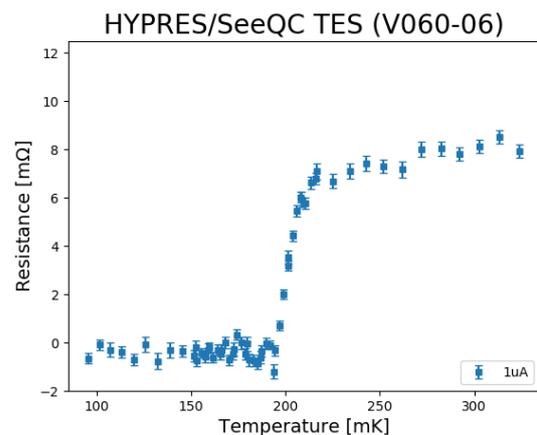


図 7: HYPRES/SeeQC TES の抵抗値

4.3 Impact of the excitation current

抵抗値を測定した際に、励起電流の大きさの違いが転移温度に影響を及ぼしていることが分かった。本筋とは少しそれるが、ここではその影響についてまとめておく。

3つの異なる励起電流で測定した NIST TES の転移点付近の抵抗値を、図 8 に示す。励起電流が大きいくほど AC Resistance Bridge に入力される電圧が大きくなるため、抵抗値を測定する分解能が良くなる。よって、励起電流 $0.3 \mu\text{A}$ では抵抗値を測定できる分解能に達していないと言える。また、励起電流 $3 \mu\text{A}$ で誤差が最も小さくなっている。

さらに、励起電流 $1 \mu\text{A}$ と $3 \mu\text{A}$ の転移曲線の間には 5 mK ほどの差がある。 $3 \mu\text{A}$ における転移温度が $1 \mu\text{A}$ における転移温度より低くなったのは、 $3 \mu\text{A}$ の励起電流で発生する電力のほうが大きく、TES が温まりやすくなっていたためであると考えられる。

これらの点を踏まえると、(1) 十分な分解能を持ち、(2) TES の飽和出力 P_{sat} を超えない、という 2 つの条件を満たす、励起電流 $1 \mu\text{A}$ での測定が最も望ましいということがわかる。

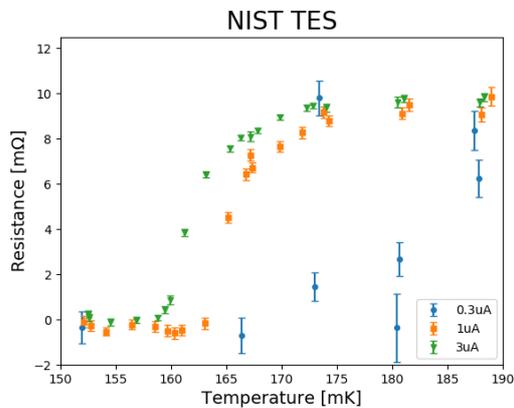


図 8: 転移温度付近での抵抗値

5 Conclusion

今回の実験では、 0.1 K 程度の環境下で、 $10 \text{ m}\Omega$ 程度の抵抗を $1 \text{ m}\Omega$ 以下の精度で測定することができた。TES の精密測定が可能になるセットアップを

整えられたことは、TES の性能を評価するにあたって最も重要なステップである。今後は、これを用いて、 P_{sat} などの様々なパラメータを測定し、TES の性能評価を進めていく。

Reference

CMB-S4 Collaboration 2016, arXiv:1610.02743v1

N. Galitzki et al. 2018, Millimeter, Submillimeter, and Far-Infrared Detectors and Instrumentation for Astronomy IX. SPIE, p. 1070804.

P. D. Mauskopf 2018, Publications of the Astronomical Society of the Pacific 130.990

The Simons Observatory Collaboration 2019, Journal of Cosmology and Astroparticle Physics, 2019(02), 056.

a6

Simons Observatory CMB 偏光測定実験
に向けたスパースイヤーを用いた偏
光較正装置の開発

東京大学大学院理学系研究科物理学
専攻

村田 雅彬

Simons Observatory CMB 偏光測定実験に向けたスパースイヤーを用いた偏光校正装置の開発

村田 雅彬 (東京大学大学院理学系研究科物理学専攻)

Abstract

宇宙マイクロ波背景放射 (Cosmic microwave background :CMB) は E モードと B モードと呼ばれる 2 種類の偏光を持っている。E モード偏光は宇宙初期の密度ゆらぎによって生成され、B モード偏光は原始重力波によって生成される。そのため、B モード偏光はインフレーション期の情報を含んでいる。しかし、その偏光の期待される温度は $O(10^{-2})\mu\text{K}$ 程度であり、E モード偏光の温度 $O(1)\mu\text{K}$ と比べてとても小さい。また、偏光角の同定ができていない場合、E モード偏光は B モード偏光のように見えてしまう。したがって、B モード偏光を測定するためには偏光検出器の校正が極めて重要となる。

Simons Observatory (SO) 実験では、直径 6m の大口径望遠鏡 1 台と直径 42cm の小口径望遠鏡 3 台を用いて CMB の観測を行う。特に数角度スケールでの CMB 偏光の測定は小口径望遠鏡を用いて行われる。小口径望遠鏡の焦点面には 1 台あたり約 10,000 個の偏光検出器が並んでおり、これら検出器間の相対的な偏光角と感度を校正する必要がある。

今回、SO 実験で焦点面に並んだ検出器間の相対的な偏光角と感度を同時に校正する装置を設計した。校正器はワイヤーを柵状に張ったもので、望遠鏡の前方に置き回転させる。光がワイヤーで反射されると偏光され、それを後方の検出器で読み取り校正を行う。この装置は SO 実験での小口径望遠鏡の主要な偏光角・感度校正装置となる。

1 Introduction

1.1 宇宙マイクロ波背景放射

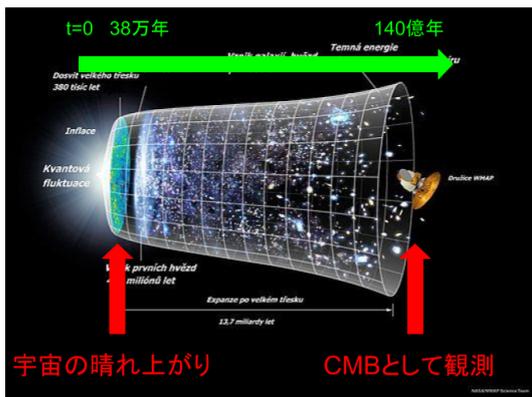


図 1: 宇宙の進化

ビッグバンによって宇宙が誕生してからしばらくの間、宇宙は陽子と電子が電離したプラズマ状態で

あった。このプラズマ状態において光子は Thomson 散乱によって散乱され直進することが出来なかった。やがて宇宙が膨張し温度が下がっていき、宇宙の温度が $T = 3000\text{K}$ になったとき陽子と電子は結合し中性水素となった。これにより自由電子がいなくなったことで光子は直進することが出来るようになった。このときの出来事を「宇宙の晴れ上がり」と呼び、このときに直進できるようになった光子を宇宙マイクロ波背景放射 (Cosmic microwave background :CMB) として現在観測している。

1.2 E モードと B モード

CMB は図 2 のように偶パリティのパターンである E モードと奇パリティのパターンである B モードの 2 種類の偏光を持っている。このうち B モードは原始重力波のような初期のテンソル揺らぎによって生成されるため、B モードを観測することでインフレーション期の情報を得ることが出来る。しかし、その

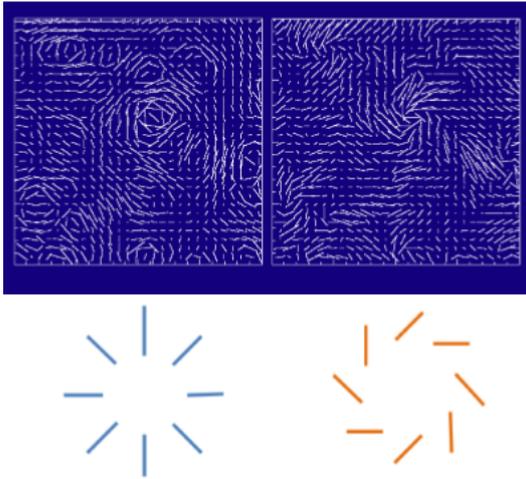


図 2: E モードと B モード: 上図は空を観測したときの E モードと B モードの見え方をシミュレーションしたもの。下図は E モードと B モードの偏光の違いを説明したもの

偏光の期待される温度は $O(10^{-2})\mu\text{K}$ であり、E モード偏光の温度 $O(1)\mu\text{K}$ と比べてとても小さい。初期のスカラー揺らぎは E モード偏光しか生成しないので、B モード偏光の振幅はスカラーテンソル比 r で表される。E モードについてはよくわかっている一方で B モードについては $r < 0.07$ の上限がつけられているだけである。

1.3 Simons Observatory 実験

Simons Observatory(SO) 実験ではスカラーテンソル比を $r = 0.003$ で測定することを目指している。[The Simons Observatory Collaboration (2019)]SO 実験は標高 5190m に位置するチリのアタカマ砂漠で行われる。この実験では直径 6m の大口径望遠鏡 (Large aperture telescope :LAT)1 台と直径 42cm の小口径望遠鏡 (Small aperture telescope :SAT)3 台を用いて CMB の観測を行う。特に数角度スケールでの B モード偏光の測定は SAT を用いて行われる。

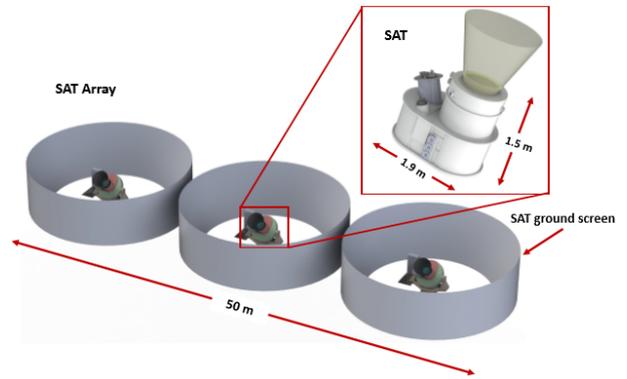


図 3: SAT の概要図 [Galitzki et al (2018)]

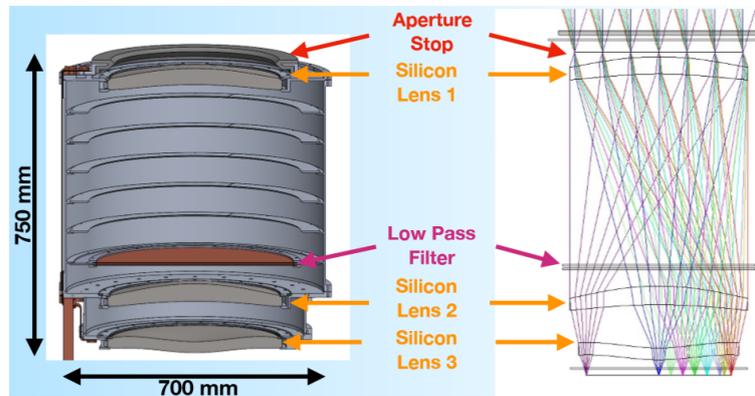


図 4: SAT の望遠鏡内での光跡のシミュレーションの様子。[松田 (2018)] : 焦点面から出た球面波が aperture stop の位置で平行光線へと変わっている。aperture stop よりも上側に半波長板や較正装置を置くことで、半波長板で変調された光や較正装置から出た光がきれいに焦点面に入ることができる。

1.4 SAT

SAT では図 3 のように 3 台の望遠鏡群を用いて観測を行う。各望遠鏡の焦点面には直径 150mm の検出器ウエハーが 7 枚並べられており、望遠鏡 1 台あたり約 1 万個の Transition-edge-sensor(TES) ボロメーター検出器が用いられている。図 4 は SAT の望遠鏡の光学シミュレーションの様子を表した図である。aperture stop より上側では光は平行光線となっており、そこに半波長板や較正装置を設置するように設計がなされている。TES ボロメーター検出器は

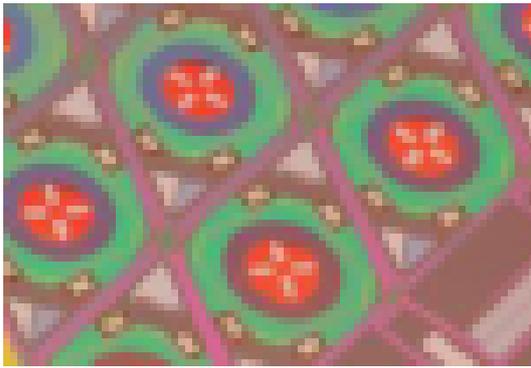


図 5: TES ボロメーター検出器：緑色の円の内側ある 4 本のアンテナで CMB の信号を受信する。

図 5 のように 2 対 4 本のアンテナを持っており、このアンテナが CMB の信号を受けるとそれが電流値として出力される。したがって、このアンテナの角度の較正を行う必要がある。較正すべき角度としてはアンテナが空に対してどのような向きにあるのかという絶対角度と検出器間のアンテナの位置関係を示す相対角度の 2 種類がある。今回の実験では、望遠鏡で用いられる 1 万個の検出器の絶対角度と相対角度をどちらも 0.1° の精度で較正する方法を提案する。

2 Instrument

2.1 スパースワイヤーグリッド

今回提案する方法は、金属のワイヤーをまばらに張ったスパースワイヤーグリッド [Tajima et al. (2012)] と呼ばれる方法である。この方法の概要は、図 6 の通りである。まず、入射してきた光はスパースワイヤーによって反射され、その際にワイヤーの方向に偏光される。その後、偏光を受けた光は焦点面上に並んだ TES 検出器によって検出される。焦点面に入射する光の偏光角はワイヤーを回転させることで変えることが出来る。したがって、ワイヤーの角度と TES 検出器の出力を比較することで、TES 検出器の絶対角度と相対角度を較正することが出来る。

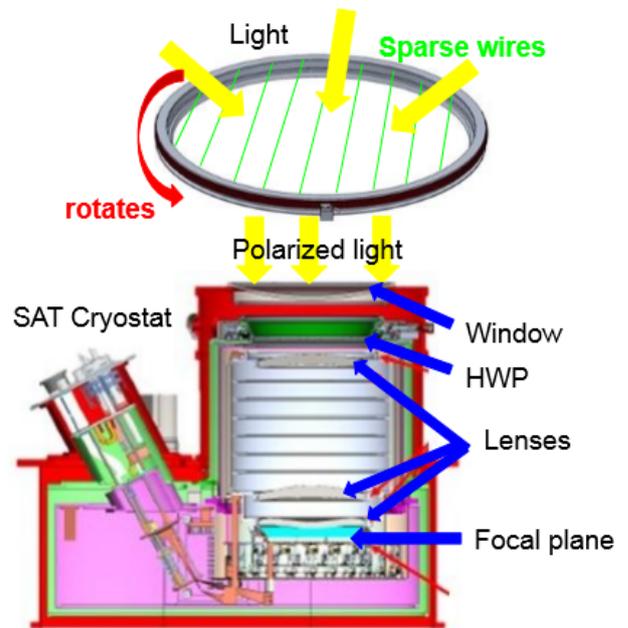


図 6: スパースワイヤーグリッドの概要図：上部はワイヤーを張ったリングを表しており、下部は SAT の望遠鏡内の断面図である。TES 検出器は Focal Plane の位置に並んでいる。

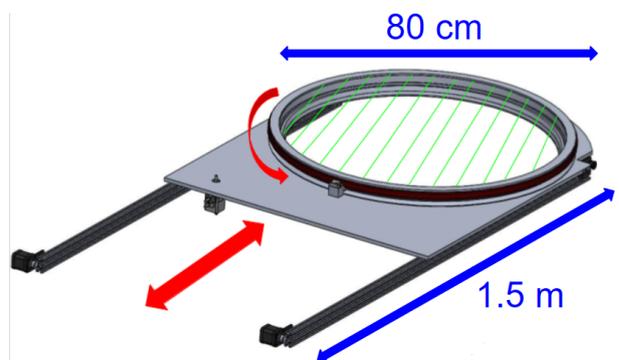


図 7: スパースワイヤーグリッドのデザイン図：これを図 6 で示したように望遠鏡の Window の前方に置く

2.2 Design

スパースワイヤーグリッドのデザインは図 7 である。スパースワイヤーグリッドにはモーター駆動のアクチュエーターが取り付けられており、較正中は入れておき、CMB 観測中は外に出しておくことが出

来る。またワイヤーを張ったリングはベルトとモーターを用いて自動で回転させることが出来る。回転はエンコーダーによって 0.01° の精度で測定される。これまでのスパースワイヤーグリッドを用いた CMB 観測実験では、出し入れとリングの回転は手動で行われていた。そのため、較正の頻度が減ってしまっていた。一方で今回のスパースワイヤーグリッドではそれらの工程をすべて自動化することにより、短時間かつ高頻度での較正を可能にしている。

3 性能評価

較正精度 0.1° を達成するために以下のような性能評価を行う必要があると考えられる。

3.1 強度計算

スパースワイヤーグリッドの総重量は約 20 kg であるため、一部の部品が歪んでしまう恐れがある。そのためシミュレーションによって歪みを測定しそれが較正精度に与える影響を評価する。

3.2 重力参照

スパースワイヤーの向きを重力参照計を用いて測定する。これは重力の方向を測ることが出来る装置であり、重力方向とスパースワイヤーの方向の位置関係を調べることで、スパースワイヤーの向きを 0.01° の精度で測定することを目指す。

3.3 光学シミュレーション

検出器の較正の際に用いられる偏光は、スパースワイヤーグリッドから発せられる偏光であり光源は焦点面と非常に近い。一方で CMB は $Z=1100$ という非常に遠方からの偏光であり、光源は焦点面から無限遠の位置にあると言える。このような近傍の光源からの偏光と無限遠の光源からの偏光の焦点面における見え方の違いを光学シミュレーションによって確かめる。

4 まとめと今後

スパースワイヤーグリッドは多数の検出器を同時に較正することの出来る較正装置である。さらに今回の較正装置は装置の出し入れやスパースワイヤーの回転を自動化することにより、以前の較正装置よりも高頻度での較正を可能とする。この較正装置により、検出器の絶対角度の較正精度 0.1° が達成されれば、CMB の B モード偏光をスカラーテンソル比 $r = 0.003$ で観測することが可能となる。それによって、B モードに刻まれた原始重力波の痕跡を検出することが出来、インフレーションの直接的な初検証を行うことが出来ると期待される。

注記

This paper has not gone through internal review by the Simons Observatory collaboration, and is not an official Simons Observatory collaboration product.

Reference

- The Simons Observatory Collaboration 2019, arXiv:1808.07445v2
- N. Galitzki et al 2018, arXiv:1808.04493v1
- O. Tajima et al 2012, J Low Temp Phys 167:936-942
- The POLARBEAR Collaboration 2014, The Astrophysical Journal, 794:171
- 松田フレドリック, 日本物理学会 2019 春季年会

a7

広視野 X 線集光系の開発
青山学院大学大学院 理工学研究科
小笠原 健也

広視野 X 線集光系の開発

小笠原 健也 (青山学院大学大学院 理工学研究科)

Abstract

現在、連続的に全天を観測できるような衛星として国際宇宙ステーション (ISS) に取り付けられている MAXI(Monitor of All-sky X-ray Image) がある。広範囲を監視することは突発的に変化するような天体の観測に有効であり、今後発展していく重力波天文学に対しても重力波天体の電磁波対応天体の観測のために必要だと言える。しかし、現在の MAXI についている検出器 (GSC と SSC) ではバックグラウンドを低減するために、有効面積が比較的小さく抑えられており、光子統計が足りずに捉えきれないイベントがある。

先行研究では 2017 年 8 月 17 日に起きた重力波イベントの Short-GRB の残光に対して、GSC の感度では、もし発生直後にその方向を見ていたとしても検出できていなかった可能性が高いと考えられている。

そこで我々は、MAXI のように広い視野を持ちつつもより暗い天体を検出可能とするために、広視野を維持したまま X 線を集光することができるような光学系の開発を目指している。

X 線は屈折率が 1 よりわずかに小さいため、屈折率での集光ができない。そこで全反射を用いて集光する必要がある。また、全反射の臨界角も 1° 程度と小さいため X 線の入射角を浅くする必要がある。反射面の物質によってエネルギー毎の反射率も異なるので素材の選定も重要である。

本研究では、Geant4 を用いて X 線集光系のシミュレーションを行っている。まずは、X 線の全反射過程が Geant4 上で正しく行われているかを確認するためシンプルなモデルでシミュレーションを行った。また表面粗さを考慮する計算モデルが 2 つあり、どちらを採用するか決定するため、タングステンの薄膜ミラーに対する X 線反射率を測定する実験を行った。

本発表ではシミュレーションの設定、結果及び実測値との比較結果について発表する。

1 はじめに

2017 年 8 月 17 日、初めて重力波に対する電磁波対応天体が観測された。この時、様々な観測機によって追観測が行われたが、MAXI はイベント発生直後は高バックグラウンド領域を通過していた為観測を止めており、再び観測を開始し重力波発生源を捉えたのは、イベント発生から 4 時間 40 分後のことだった。また、先行研究によると GW170817 に付随した GRB170817A は、残光も含め X 線の明るさが今まで観測されてきたショートガンマ線バーストよりも非常に暗く、仮に MAXI が発生直後に観測できていたとしても、MAXI の検出器 GSC では検出感度が足りず、検出できなかった可能性が高いと考えられている。(図 1)

日本でも重力波望遠鏡 KAGURA が本格稼働を秋に控えるなど、今後さらに発展していく重力波天文学に対して、重力波天体における電磁波対応天体の

早期観測はガンマ線バーストの発生機構解明などのためにも非常に重要である。このような突発天体の早期観測には、視野が狭くなる望遠鏡よりも MAXI のような全天監視衛星が向いている。そこで我々は MAXI/GSC のような走査型の検出器の検出感度を向上させるために、一次元方向に広い視野を維持したまま、X 線を集光することができるような光学系の開発を目指している。

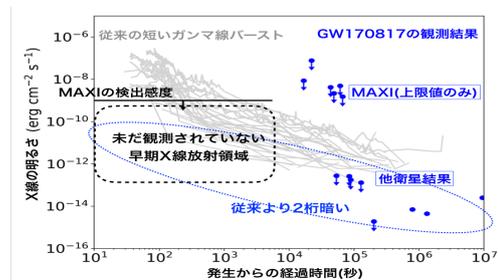


図 1: GW170817 の観測結果 [Sugita et al. (2018)]

2 広視野 X 線集光系

現在、我々は平行版ミラーを並べ X 線を一次元方向のみ集光することで、走査型の検出器が 1 周期で観測できる総視野を減らすことなく受光量を増やせるような光学系の開発・研究を行なっている。

X 線は屈折率が 1 よりわずかに小さな値を取るため、屈折系で集光することが非常に難しい。そのため、全反射を用いて集光するのが一般的である。このような制限のもと、X 線を集光できる光学系のモデルとして Wolter I 型望遠鏡 (図 2) というものがある。そこで、我々は Wolter I 型を円錐近似した形に平行板ミラーを並べた光学系の設計を検討しており、Geant4 を用いたシミュレーションおよび平行板ミラーの試作・性能評価を行っている。

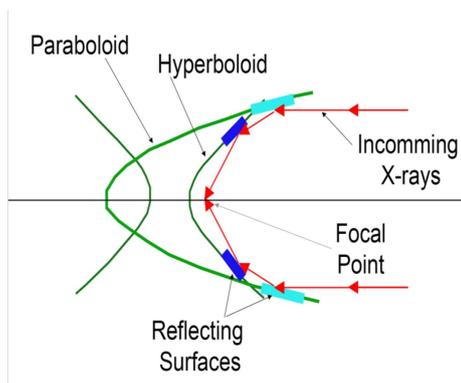


図 2: Wolter I 型反射鏡 [NASA (2018)]

3 X 線全反射シミュレーション

本研究では Geant4 を用いて X 線の ray tracing を行っている。Geant4 に以下の式で定義される X 線の全反射過程を追加した。

$$R = \frac{h - \frac{\theta}{\theta_c} \sqrt{2(h-1)}}{h + \frac{\theta}{\theta_c} \sqrt{2(h-1)}} \quad (1)$$

ここで、 $h = (\frac{\theta}{\theta_c})^2 + \sqrt{((\frac{\theta}{\theta_c})^2 - 1)^2 + (\frac{\beta}{\delta})^2}$ と置いている。 θ_c は全反射における臨界角、 θ は反射面と X 線のなす入射角、 δ と β は鏡の物質ごとに決まる光学定数である。また、反射面が粗いと凹凸によって X 線が散乱を起こしてしまい、反射率が低下し

てしまう。この反射面の粗さを考慮するための理論モデルが 2 つ存在し、それぞれ Debye-Waller (DW) モデルと Nevot-Croce (NC) モデルと呼ばれている。RMS (Root Mean Square) で定義された反射面粗さ σ を用いることで、DW factor ((2) 式) と NC factor ((3) 式) が計算でき、それらを元の反射率に乗じることで、表面粗さをそれぞれのモデルで考慮した反射率を求めることができる。

$$R_{DW} = \exp \left\{ - \left(\frac{4\pi\sigma \sin \theta}{\lambda} \right)^2 \right\} \quad (2)$$

$$R_{NC} = \exp \left\{ - \left(\frac{4\pi\sigma}{\lambda} \right)^2 \sin \theta \sqrt{n^2 - \cos^2 \theta} \right\} \quad (3)$$

ここで λ は X 線の波長、 n は物質の屈折率である。

まずは、Geant4 での反射率のシミュレーション結果が計算値と一致するかを確認するため、図 3 と表 1 にまとめた設定のもと行ったシミュレーション結果と、CXRO のデータベース [CXRO (2010)] による計算結果を比較した。

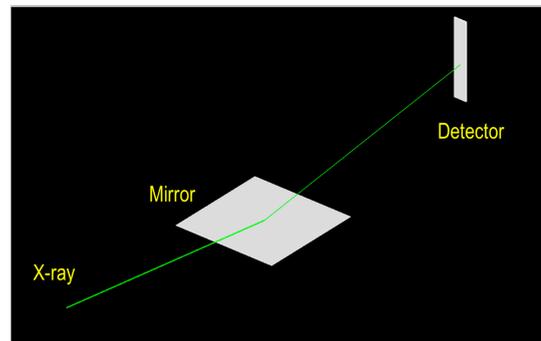


図 3: 全反射シミュレーションのジオメトリ

表 1: 各種物理量

| ジオメトリ | サイズ | 物質 | 密度 |
|----------|---------------------------------|----|-------------------------|
| Mirror | 高さ:200mm 幅:200mm 厚さ:0.2mm | W | 19.25 g/cm ³ |
| Detector | 高さ:100mm 幅:25mm 厚さ:2mm | Si | 2.33 g/cm ³ |

反射率のエネルギー依存性と入射角依存性をそれぞれ比較した結果を図 4 と図 5 に示す。

これらのグラフからもエネルギー依存性、入射角依存性ともにデータベースによる計算値とシミュレーション結果が一致していることが分かる。よって Geant4 を用いたシミュレーションでも、正しく X 線の全反射過程を計算できることが確認できたので、X 線の全反射過程の光跡シミュレーション (Ray tracing) を行うことが可能だと分かった。

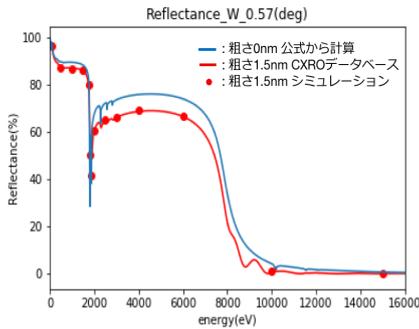


図 4: 反射率のエネルギー依存性

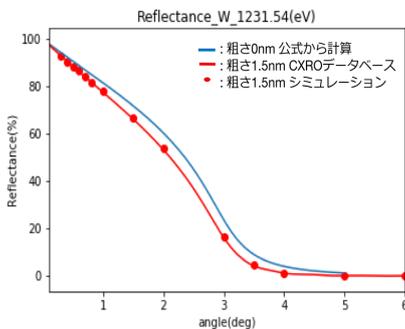


図 5: 反射率の入射角依存性

次に Wolter I 型に平行板ミラーを並べ X 線を集光することが出来るかをシミュレートした。まずは任意の角度のミラーで正しく集光するか確認するため、内側から入射角が $0.5^\circ, 1.0^\circ, 1.5^\circ, 2.0^\circ, 2.5^\circ$ となるような角度でミラーを設置した。焦点距離は 1500mm としている。ジオメトリを図 6 に示す。ここに一次的な広がりを持った領域から X 線を水平に入射させ、Detector に当たった光子の数と座標からヒストグラムを作成した。結果を図 7 に示す。

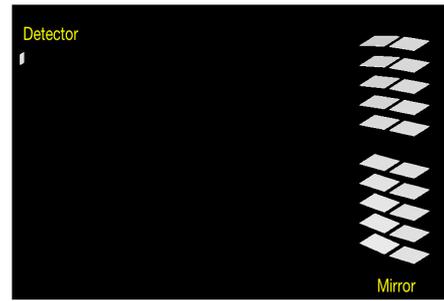


図 6: Wolter I 型シミュレーションのジオメトリ

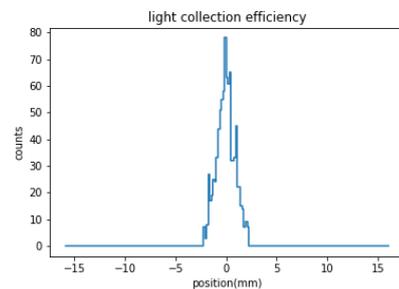


図 7: 集光した X 線光子のヒストグラム

ヒストグラムを見る限り、期待通り集光していることが確認できた。また、解像度の指標とされる HPD(Half Power Diameter) は、このシミュレーションでは 1.184mm、または 162.82 秒角となった。この HPD を参考により高性能な集光系となるミラー配置の仕方などを検討していく。

4 X 線反射ミラー試作と反射率測定

シミュレーションと並行して、反射ミラーの試作と反射率の測定を行った。ミラーの基板はガラスを用いて、反射面はスパッタを用いて成膜した。鏡面の素材は安価であり、比較的加工しやすいタングステンをまずは用いた。

X 線全反射の計算値と実測値を比較する為、試作した反射ミラーを用いて、X 線の反射率測定を行った。X 線源のターゲットは Al を用い、X 線の入射角を $0.0^\circ \sim 6.0^\circ$ の範囲で 0.2° ずつ変化させ、合計 31 点で測定を行なった。しかし、実際にはミラーを回

転させるステージに不備があり、入射角が 2.0° となる点までしか測定が行えなかった。測定結果を計算値と比較した結果を図 8 に示す。

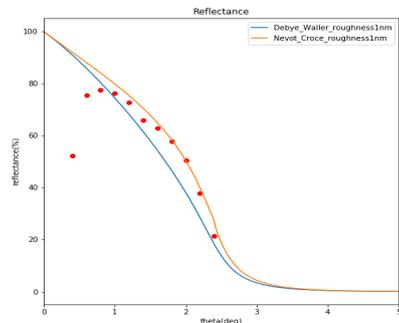


図 8: 試作ミラーの反射率測定結果

ここで、入射 X 線のエネルギーは $Al\ K\alpha$ のおよそ 1.5keV とした。また、測定時のアライメントがずれていた可能性も考えられており、 0.4° ほど補正を加えた。以上のように実験精度に多分の改善余地はあるが、図 8 を見る限り、表面粗さを考慮するモデルは Nevot-Croce モデルの方がより実測値と合うと考えることができる。また、表面粗さが $\sigma=1\text{nm}$ 程度だと実測値と計算値がよく合っていた。なお、小さい角度の時に反射率が著しく落ちているような結果となったのは、X 線ビームがミラーの端面でケラれてしまっている為だと考えられる。

5 まとめと今後の課題

本研究では広視野 X 線集光系の開発を目的として、Geant4 を用いた X 線の光跡シミュレーションおよび平行板 X 線ミラーの試作・反射率測定を行った。

シミュレーションではデータベースによる計算値と比較することで、Geant4 に追加した X 線全反射過程が正しく計算されていることを確認した。また、簡易的な集光系のシミュレーションも正しく行えたので、今後は HPD などの指標をもとに最適な集光系の構造を検討していく。

平行板 X 線ミラーの反射率測定は、粗さを考慮した反射率の計算モデルは Nevot-Croce モデルの方がより実測値と近い値になることが確認できた。今後

は製作したミラー膜をレプリカ法でアルミ基板などに転写した、反射ミラーの製作や、実験方法を改善することで、より精度の良い反射率測定実験を行っていく予定である。

Reference

Sugita et al. “MAXI upper limits of the electromagnetic counterpart of GW170817” 2018,PASJ,70,81

X-Ray Database 2010, The Center for X-Ray Optics

Dr. Alan Smale 2018, NASA

a8

湾曲 Si 結晶を用いたブラッグ反射型偏
光計の偏光性能評価
中央大学大学院 理工学研究科
芳野 史弥

湾曲 Si 結晶を用いたブラッグ反射型偏光計の偏光性能評価

芳野 史弥 (中央大学大学院 理工学研究科)

Abstract

X 線天文観測において、撮像、測光、分光観測の性能は飛躍的に向上されてきたが、偏光の観測機器の開発は、その波長の短さ故に技術的に難しく、今も試行錯誤が続いている。X 線偏光観測が行えるようになると、ブラックホール近傍の幾何などの解明に繋がると期待されている。我々は、鉄輝線が含まれる帯域の X 線偏光を高いエネルギー分解能で測定すべく、ブラッグ反射の原理を利用した、湾曲した Si(100) 結晶と炭素繊維強化プラスチック (CFRP) から成る回転放物面形状の反射鏡と、中央に配置した X 線 CCD カメラによる、5.5 - 8.0 keV に偏光感度と X 線カロリメータ程度の高いエネルギー分解能を持つ新たな X 線偏光計の開発を行っている。我々は回転放物面反射鏡の 1 象限を作成し、偏光性能評価を行った。偏光性能の指標であるモジュレーションファクター (M 値) は、鏡に反射した偏光光のカウント数の最大値と最小値から算出される。偏光光のカウント数の最大値と最小値を求めるには、2 象限分の鏡が必要になるため、足りない領域は sin カーブによるフィッティングで補った。その結果、M 値は 89.9 % 以上と得られた。M 値をより正確に求めるためには、偏光光のカウント数の最大値と最小値を実測する必要がある。そこで、偏光方向を回転させられる偏光光を 1 象限の鏡に照射することで擬似的実測する実験を行う。中央大学には、偏光方向を回転させられる二結晶分光器を搭載したビームラインがある。そのため、このビームラインを用いて実験を行っていく。本公演では、これまでの結果と、今後の実験方法について発表する。

1 Introduction

光からは、明るさ、スペクトル、時間変動、そして偏光の 4 種類の情報が得られる。現在の X 線観測では、最後の偏光に関してのみその観測が遅れている。これには、1. 偏光 X 線を観測する検出器の開発が技術的に困難であること 2. 偏光 X 線検出器を評価するためのビームシステムが不足していること 3. 偏光検出器の開発よりも、上記した他の 3 つの情報をより良く検出するための検出器開発に重点が置かれてきたことが原因にあげられる。これまでの X 線分野での偏光観測は、OSO-8 衛星によるかに星雲に対する限られたエネルギー帯域の結果しか得られておらず、その観測回数も多くない。他方、電波、赤外、可視光といった波長域では偏光観測が盛んに行われている。したがって、X 線で偏光観測が行われるようになれば他波長で得られた結果と比較を行うことができる。天体観測では単一の波長から得られた結果だけでは、放射起源や放射メカニズムを特定するための十分な考察をすることができない場合もあり、他波長との比較は重要となる。

また、X 線の偏光状態は磁場や散乱といった要素に依存するため、偏光 X 線でしかわからないサイエンスに関しての新たな情報が得られると考えている。高エネルギーの電子が磁場中を運動するときシンクロトロン放射を発生する。シンクロトロン放射は磁場に垂直な方向に偏光するため、これを観測することにより、可視できない天体周辺や宇宙空間の磁場構造を決定付けることができる。放射源からの放射が無偏光であっても、放射源周辺に分子雲などの物質が存在するとトムソン散乱を受け、偏光状態になる場合がある。散乱光の偏光状態を観測することで、直接観測することができないブラックホール周りの降着円盤の構造などを特定することができる。

2 我々の光学系

我々の光学系は、偏光に対する高い感度を実現するためにブラッグ反射の原理に着目している。X 線がブラッグ反射を起こすとき、結晶の反射面に対して平行な電場成分と垂直な電場成分は、それぞれ異

なる反射率で反射する。図 1 のように結晶の反射面に平行な電場成分を E_σ 、垂直な電場成分を E_π とする。入射角度が θ の時、 E_σ の反射率は 1 であり、 E_π の反射率は $\cos^2 2\theta$ で与えられる。特に $\theta = 45^\circ$ の時、 E_π の反射率は 0 になる。

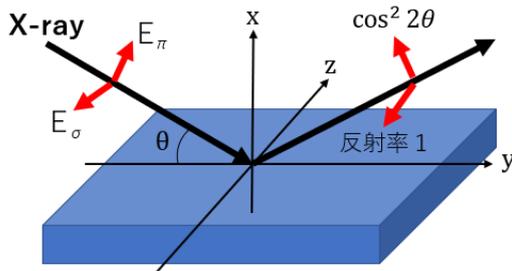


図 1: ブラッグ反射の概念図

我々の光学系では、Si(100) 結晶を回転放物面形状に湾曲させた反射鏡を用いている。Si 結晶は展延性が低く、切れ目や割れ目なしに精巧な回転放物面に変形させることは非常に難しいことである。そこで、図 2 のように細い台形状に切断した 1 方向にのみ放物面形状に湾曲した Si 結晶を少しずつ中心角をずらしながら回転面状に配置していくことで擬似的な回転放物面を作成した。

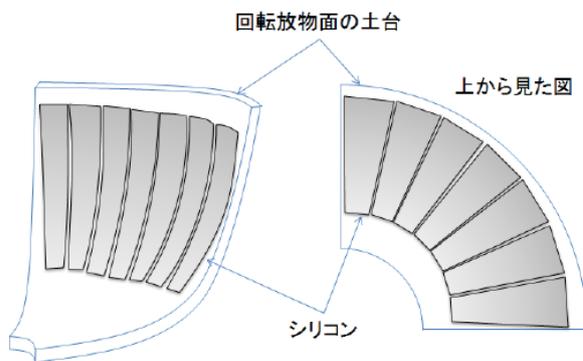


図 2: 反射鏡のイメージ

反射鏡を回転放物面形状にすることで、反射する位置の違いから X 線の偏光方向を特定することが出来る。例えば、図 3 (右) ように縦に偏光した X 線がきた場合を考える。左右の反射鏡では平行成分として全てが反射して中央に配置された検出器に入る。

上下の反射鏡では垂直成分として反射されず、検出器には入らない。この時の 4 つの検出器のデータを比較すると、カウント数が最大と最小になる点が二つずつ現れる。その値を N_{max}, N_{min} とすると、偏光度 P は以下の式で計算できる。

$$P = \frac{R}{M} \quad (1)$$

$$R = \frac{N_{max} - N_{min}}{N_{max} + N_{min}} \quad (2)$$

P : 真の偏光度

R : 実験で得られた偏光度

M : モジュレーションファクター

モジュレーションファクター (M 値) は、100 % 偏光している電磁波に対してどれだけ鮮明に偏光を検出できるかという観測機器の性能を表す指標である。M は 0 から 1 の値を取り、1 に近いほど偏光検出能力が高い機器だと言える。

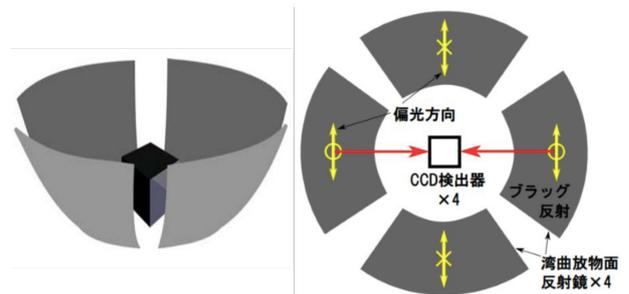


図 3: (左) 回転放物面形状の光学系、(右) 上から見た図

3 偏光性能評価実験

実験は宇宙科学研究所にある標準 X 線光源室にある平行 X 線光源装置 (30 m ビームライン) に行った (図 4)。X 線発生装置から放射された X 線を偏光させるために、二結晶分光器 (Double Crystal Monochromater, DCM) を用いた。DCM は平行に向かい合った 2 枚の結晶反射板から成る装置で、それぞれの反射板で計 2 回ブラッグ反射することによって

偏光光を作り出すことができる装置である。DCM は Ge(220) を採用しており、このビームラインのターゲットである鉄の特性 X 線 Fe-K α を反射することが出来る。偏光 X 線を反射鏡 1 象限の全面に照射して、それぞれの鏡によって反射された X 線の明るさの違いを CCD カメラで読み取ることで偏光度を測定する。この時の偏光度から、我々の光学系の M 値を算出する実験を行なった。

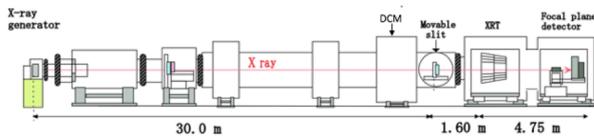


図 4: ビームライン

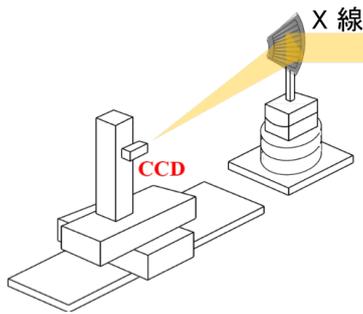


図 5: 実験時の光学系の配置

以上より、我々の光学系の M 値は、 $110.1 \pm 20.2\%$ であることがわかった。

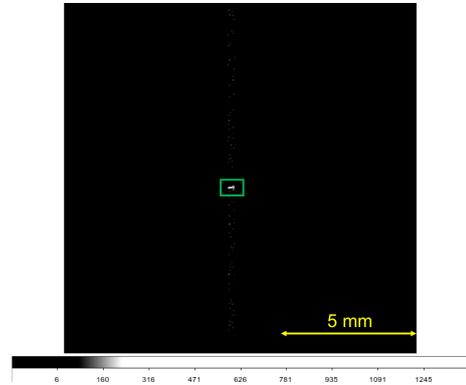


図 6: 鏡一枚の X 線画像

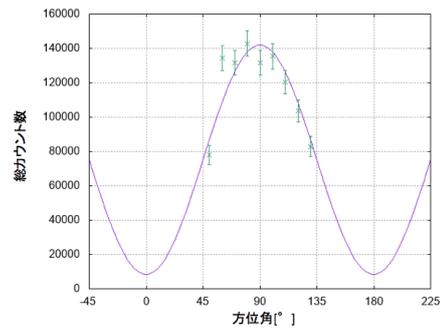


図 7: 反射鏡のモジュレーションカーブ

4 実験結果

反射鏡の鏡一枚に反射した X 線を撮像した画像が図 6 である。画像の長方形領域内のカウント数を全て積算して、その値を鏡一枚の総カウント数とした。反射鏡は 9 枚の Si 結晶から成るため同様に総カウント数を求めた。横軸を鏡の方位角 (鏡一枚につき 10°)、縦軸に鏡毎の総カウント数を取ったグラフが図 7 である。このグラフを sin カーブでフィッティングした結果から $N_{max} = 141936 \pm 16068$, $N_{min} = 8410 \pm 16068$ と得られ、(2) 式より $R = 88.8 \pm 20.2\%$ と算出した。今回実験を行ったビームラインでは、ターゲット Fe に対して Ge(220) の DCM を用いていることから、ビームの真の偏光度は 80.6% である。

5 まとめと今後

我々の光学系の M 値は、 $110.1 \pm 20.2\%$ であることがわかった。軟 X 線偏光観測において唯一の観測例を持つ OSO-8 の M 値は 93% であり、我々の光学系がそれと遜色ない偏光検出能力を有している事が示唆された。

今回の実験では 1 象限のみの反射鏡に X 線を照射した結果から、モジュレーションカーブを sin フィッティングで補うことにより導出した。そのため N_{min} は実測出来ておらず、M 値は不確かさを含む。そこで、偏光方向を回転させられる偏光光を 1 象限の鏡に照射することで N_{min} を実測しようと考えた。中央大学には、偏光方向を回転させられる DCM を搭

2019 年度 第 49 回 天文・天体物理若手夏の学校

載したビームラインがあり、今後このビームライン
を用いて実験を行っていく予定である。

Reference

泉谷喬則, 2014, 中央大学修士論文

鈴木涼太, 2016, 中央大学修士論文

塚田晃大, 2018, 中央大学修士論文

a9

1.85m 電波望遠鏡 新光学系の開発進捗
大阪府立大学大学院 理学系研究科
山崎 康正

1.85m 電波望遠鏡 新光学系の開発進捗

山崎 康正 (大阪府立大学大学院 理学系研究科)

Abstract

星形成過程を解明する上で、その母体である分子雲を観測することは非常に重要である。分子雲を構成する最も基本的な分子の一つである CO 分子からは、温度や密度など物理状態の分布を探ることが出来る。我々大阪府立大学は口径 1.85m の電波望遠鏡を国立天文台野辺山宇宙電波観測所に所有しており、これまで 230 GHz 帯に存在する CO 同位体 ($J = 2 - 1$) の 3 輝線同時観測を実施してきた。現在、さらに詳細な分子雲の物理状態を調べるべく、本望遠鏡を南米のチリへ移設し、これまで観測してきた輝線に加え、345 GHz 帯の CO ($J = 3 - 2$) の合計 6 輝線同時観測を実現する計画が推進されている。そのためには望遠鏡システム全体を広帯域化する必要があり、私は受信機システムの一部である光学系の広帯域化に取り組んでいる。

本望遠鏡ではカセグレン・ナスミス方式を採用し、主鏡、副鏡、平面鏡、楕円鏡、ホーンの 5 種類のコンポーネントで構成される。超広帯域観測を達成するために光学系に求められる事は、宇宙から来た電波を低損失でビーム伝送させ、フィードで給電する事である。そこで、主鏡からフィードまでのビーム伝送系を設計し、フィードとして採用したコルゲートホーン的设计を行った。ビーム伝送系的设计については Frequency-Independent Matching 理論を適用し、周波数によらず低損失にフィードに伝送できるようにした。フィード的设计についてはコルゲートホーンの溝の幅、深さを広帯域に最適化することによって 210-370 GHz に渡ってビームが回転対称であること、反射損失及び交差偏波損失を -25 dB 以下に抑えることを目指した。その後、フィードを含めた光学系全体を物理光学手法を用いてシミュレーションした結果、上記周波数帯において 0.7 以上の開口能率を得た。本講演ではそれらの結果と今後の展望について報告する。

1 Introduction

星間分子雲の凝縮から恒星誕生までの星形成過程を解明する上で、分子雲の温度や密度同位体などの物理状態を知ることは非常に重要である。分子雲の主な構成要素は水素分子であるが、これは 10 K 程度と非常に低温である上に無極性分子であるため、電磁波を放射しない。そこで、水素分子の存在量をはじめとする主要な物理量を推定することができる一酸化炭素の同位体 ^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O の分子輝線の観測が、従来から広く行われてきた。そこで、我々は長野県にある国立天文台野辺山宇宙電波観測所に設置している 1.85m 電波望遠鏡 (図 1) を用いて、これら 3 つの CO 分子輝線 ($J = 2 - 1$, 220 - 230 GHz) を観測し、CO の広域マップを作成してきた。しかし、分子雲のより詳細な物理状態を知るためには複数の励起状態の回転遷移スペクトルを取得する必要がある。そこで我々は 1.85m 電波望遠鏡を大気透過度の高い南米チリのアタカマ (標高約 2,300m) に移

設し、従来の観測輝線に 345GHz 帯の CO ($J = 3 - 2$) を加えた合計 6 輝線同時観測を計画している (図 2)。それに伴い、受信機システム全体の大幅な広帯域化を進行中である。



図 1: 1.85m 電波望遠鏡

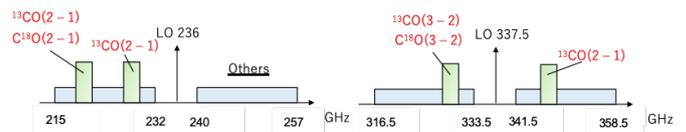


図 2: ターゲット周波数

2 1.85m 電波望遠鏡

1.85m 電波望遠鏡の受信機には従来のサイドバンド分離方式とは異なり、導波管型周波数分離フィルタを採用している。この受信機は偏波ごとに、周波数特性の異なる周波数分離フィルタを用いることで広帯域受信を実現している。光学系はナスミス・カセグレン方式を採用している (図 3)。主鏡の焦点と副鏡の焦点を一致させることによってビームを副鏡のもう一つの焦点に導くことが出来る (カセグレン方式)。また、光軸とエレベーション軸を一致させることによって望遠鏡の駆動による影響を出来る限り少なくしている (ナスミス方式)。主鏡、副鏡を経たビームは平面鏡 (M1)、楕円鏡 (M2)、PLM、楕円鏡 (M3)、ホーンの順番に伝わっていく。PLM とは平面鏡で構成された定在波除去装置である。ホーンを通過する間に電波のモードが自由空間モードから導波管モードへと変換され受信機に給電される。

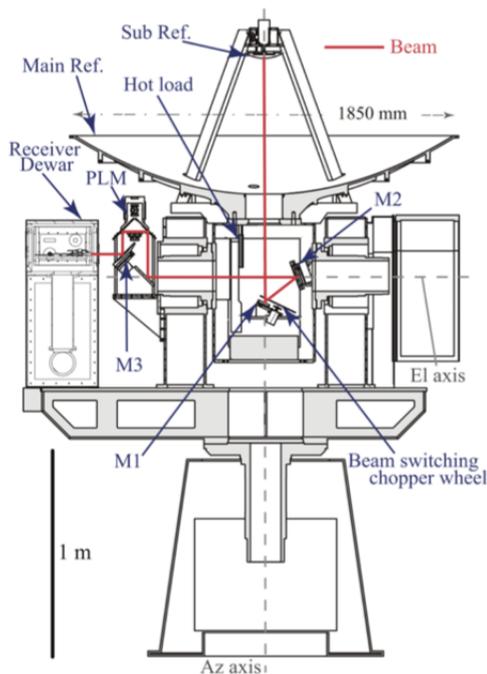


図 3: 現在の 1.85m 電波望遠鏡 構造図

3 新光学系の開発

1つのフィードで 210–370 GHz(比帯域 55%) に渡る超広帯域同時観測を行うために光学系に求められることは、主鏡で受けた電波を低損失で周波数に依存することなくビーム伝送し、受信器へ効率的に給電することである。そのために、周波数に依存しないビーム伝送系の設計と 210–370 GHz に渡って低反射損失なフィードホーンの設計を行った。今回は既存の光学設計となるべく大きく変えないようにした。

3.1 ビーム伝送系の設計

ビーム伝送系の設計はガウシアン光学に Frequency-Independent-Matching 理論を適用させ光学素子間距離、楕円鏡のパラメータを決める。Frequency-Independent-Matching 理論とは、ビームサイズと曲率半径の計算をする際に周波数の係数を 0 にするという条件を課すことによって、副鏡とホーン開口面それぞれの位置でのビームサイズ、曲率半径を周波数に寄らず一定にする理論のことである。そこから最も波長の長い周波数、つまり 210 GHz でガウシアンビームにおいてピークの -30 dB までの電力をカバーできるように楕円鏡、平面鏡の大きさ、配置を決めた。最終的には次節で述べるコルゲートホーンを含めた光学系全体を、物理光学手法を用いたシミュレーションソフト「GRASP」で評価した (図 4)。

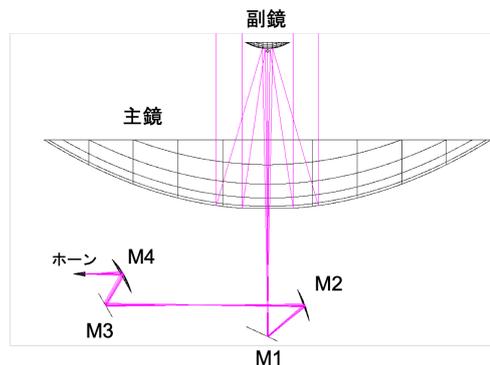


図 4: GRASP でモデル化した新光学系

3.2 コルゲートホーン的设计

210-370 GHz の帯域を 1 つのフィードで同時に観測するためには、その帯域全てで性能の高いフィードが求められる。そこでフィードとしてコルゲートホーン (図 5) を採用した。コルゲートホーンは円錐型の導波管に $1/4 \lambda$ 程度の深さの溝を掘ったもので、低反射損失かつ低交差偏波損失でビームの回転対称性が非常に良いフィードである。コルゲートホーン的设计において最も重要なのはモード変換部の最適化である。電界のモードを自由空間モードから導波管モードへと変換を行う際に、導波管側の数個のコルゲーション部分が大きく影響する。モード変換部のコルゲーションの深さ、幅、ピッチを最適化することによって、反射損失、交差偏波損失を -25 dB 以下に抑えることを目指した。シミュレーションには電磁界解析ソフト「CHAMP」を用いた。

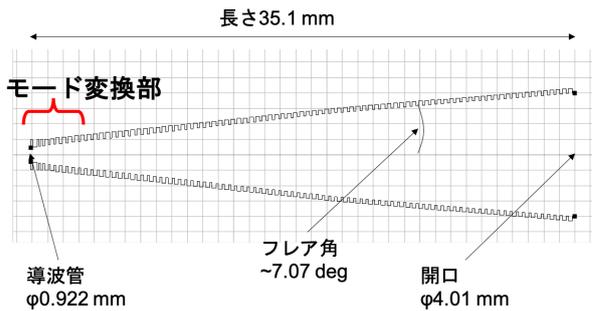


図 5: コルゲートホーン 断面図

4 シミュレーション結果

4.1 コルゲートホーン

図 6, 7, 8 に最適化したコルゲートホーンのシミュレーション結果を示す。それぞれ反射損失、交差偏波損失、ビーム対称性を表す。モード変換を広帯域に渡って行えるように最適化することによって 210 - 370 GHz (比帯域 55%) に渡って反射損失、交差偏波損失共に -20 dB を下回るシミュレーション結果を得ることが出来た (図 6, 7)。図 8 はビームを進行方向に垂直な直行する 2 つの平面で切ったときのビーム幅を表し、青・オレンジの曲線はピークから -3 dB

落ちの、緑・黄の曲線は -10 dB 落ちのビーム幅を表す。つまり、青・オレンジ、緑・黄それぞれの値の差が小さければ小さいほど、対称であるということである。350 GHz 周辺で少し対称性が悪くなっているが、全体的に対称なビームであることが分かる。

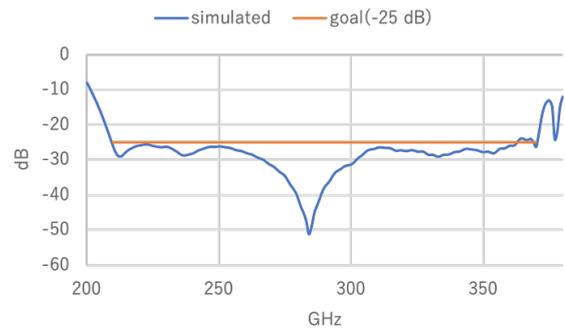


図 6: 周波数に対する反射損失

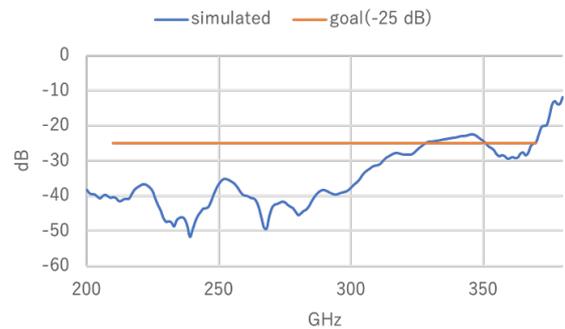


図 7: 周波数に対する交差偏波損失

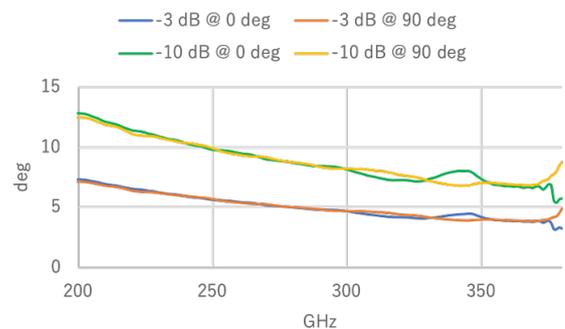


図 8: 周波数に対するビーム対称性

4.2 ビームパターン

設計したコルゲートホーンを含めた新光学系全体を物理光学手法を用いたシミュレーションを行った。具体的なシミュレーション方法は、コルゲートホーンからビームを放射し反射鏡表面に励起される電流を計算し、その電流が放射する電界分布を計算する。これを順に行っていき最終的にはアンテナから放射されるパターンを求めた。図9に230 GHz, 345 GHzで計算した主偏波と交差偏波のビームパターンを示し、表1にそれぞれの周波数での利得、開口能率、HPBWを示す。あくまで計算モデルにおいてだがそれぞれの周波数で0.7以上の開口能率を得られたので、この光学系は230, 345 GHz帯の同時観測において十分機能するのではないかと考えられる。

表 1: GRASP シミュレーション結果

| 周波数 [GHz] | 利得 [dBi] | 開口能率 | HPBW[°] |
|-----------|----------|-------|---------|
| 230 | 71.9 | 0.780 | 2.74 |
| 345 | 75.5 | 0.788 | 1.91 |

5 まとめと今後

- 星形成を理解するために1.85m電波望遠鏡を南米チリのアタカマに移設しCO同位体輝線($J=2-1, 3-2$)の同時観測を計画している。
- 広帯域同時観測のためには受信機システム全体の広帯域化が必要である。
- コルゲートホーンを含めた新光学系を設計し比帯域55%のコルゲートホーン及び0.7以上の開口能率を持った光学系がシミュレーション上で実現できた。
- 今後は各素子を製作し、実装評価を行う。

Reference

Onishi et al. 2013, PASJ, vol. 65, 78

TA-SHING CHU et al. 1983, IEEE Trans. Antenna Propag., vol. 31, no. 4

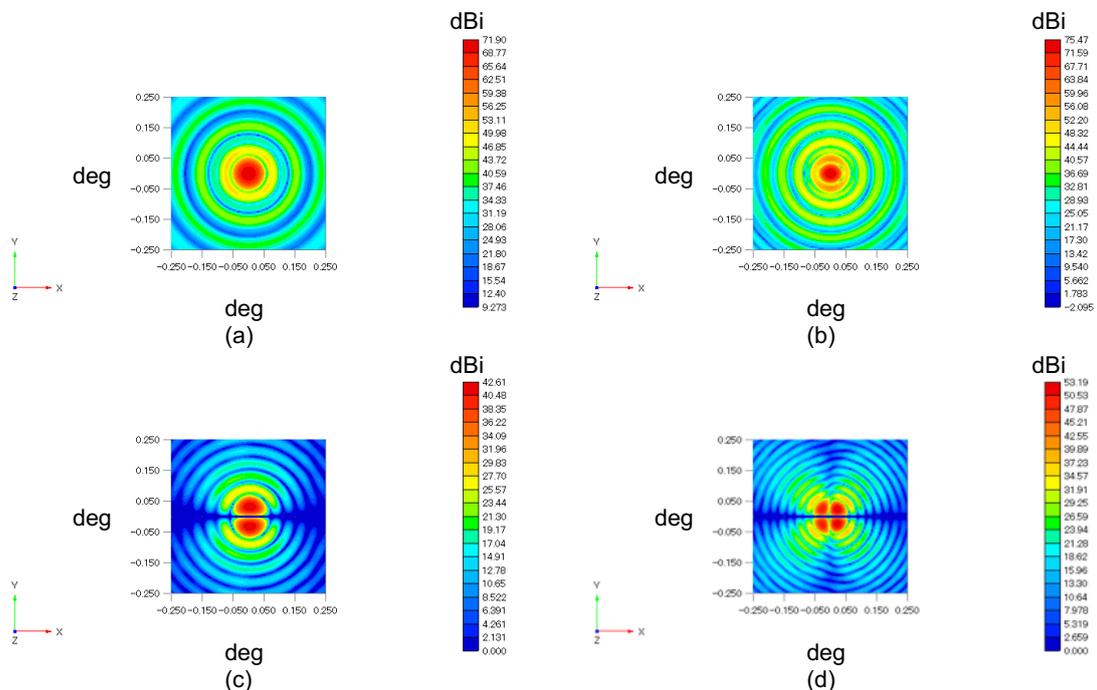


図 9: (a)230 GHz 主偏波 (b)345 GHz 主偏波 (c)230 GHz 交差偏波 (d)345 GHz 交差偏波

a10

マイクロマシン技術を用いた Lobster eye

X線光学系の試作

首都大学東京大学院 理学研究科 物理学

専攻

湯浅 辰哉

マイクロマシン技術を用いた Lobster eye X 線光学系の試作

湯浅 辰哉 (首都大学東京大学院 理学研究科 物理学専攻)

Abstract

宇宙 X 線観測では天体の画像を取得し、集光するため望遠鏡を用いる。従来の衛星では、回転放物面と回転双曲面でそれぞれ 1 回の全反射によって集光結像する Wolter I 型が広く用いられてきた。相補的な手法として、甲殻類の目のような四角穴が格子状に並んだ構造で垂直な壁での 2 回反射で集光結像する Lobster eye 光学系が近年、注目されている。側壁での 1 回反射の影響で Wolter I 型に比べて、集光像が 1 点ではなく十字を作るが、広視野を実現しやすい利点を持つ。

そこで私はマイクロマシン技術を用いた Lobster eye 光学系の試作を行った。これまで我々のグループでは同じ製作技術を用いて Wolter I 型光学系を開発してきた。Si 基板にドライエッチングで微細穴を開け、高温アニールで側壁の平滑化を行った上で、高温塑性変形で球面状に変形する。同じプロセスを用いることで、原理的に Lobster eye 光学系の試作が可能である。一方で、Lobster eye 光学系は Wolter I 型光学系と比べて、穴が四角穴であり、円周状でないことから、エッチング条件が異なる。また穴構造が異なることにより変形条件も異なることから試作による条件出しが必要となる。

私はドライエッチングと変形の条件出しを行い、直径 4 インチの Si 基板に、穴幅 $30\ \mu\text{m}$ 、壁厚 $10\ \mu\text{m}$ 、深さ $300\ \mu\text{m}$ の格子状微細穴をエッチングで形成し、曲率半径 $1045\ \text{mm}$ の球面変形に成功した。そして製作した Lobster eye 光学系に対して JAXA 宇宙科学研究本部の 30 m ビームラインにて $\text{Al K } \alpha$ $1.49\ \text{keV}$ の X 線を照射し、十字型の集光像を確認した。本発表では、製作原理と実験結果、性能向上への課題について発表する。

1 宇宙 X 線光学系

X 線の物質への屈折率は 1 よりわずかに小さいため、可視光のように直入射による集光が非常に難しく、全反射を用いた斜入射光学系が用いられる。このことから鏡 1 枚当たりの面積が少なくなるので、面積を増やすためには沢山の鏡が必要になる。さらに高い角度分解能を実現するためには厚い鏡が必要であり、X 線望遠鏡の角度分解能と有効面積あたりの重量はトレードオフの関係にある。

これまで、図 1 に示すような共通焦点を持つ回転放物面と回転双局面を同軸状に組み合わせ、2 回反射させ集光する Wolter I 型光学系が広く使われてきた。この光学系は軸対称の光を効率よく集光できるが、視野が限られてしまうという欠点がある。

2 Lobster eye X 線光学系

Wolter I 型と相補的な手法として Lobster eye 光学系が近年注目されている。甲殻類の複眼のように微細四角穴が格子状に配置されており、図 2 に示すように格子内の側壁で全反射させることにより集光結像する。特徴として、側壁の 1 回反射成分は十字型を形成し、2 回反射成分が光軸中心に集光する。角度分解能では Wolter I 型に劣るが、X 線の大角度入射でも像を結ぶことができることから簡単に広視野が実現でき、将来衛星での全天モニターへの搭載が期待されている。

これまで私のグループは半導体微細加工技術であるマイクロマシン技術を用いて Wolter I 型光学系を開発を行ってきた。そこで私は、この技術を用いた Lobster eye 光学系の光線追跡シミュレーションと試作を行った。

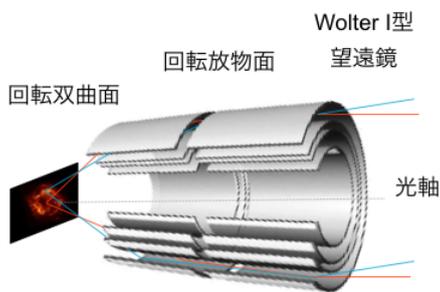


図 1: Wolter I 型望遠鏡。

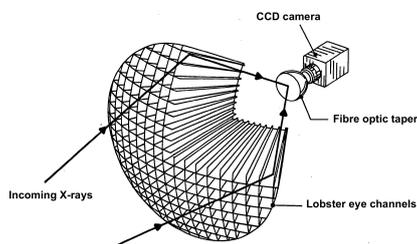


図 2: Lobster eye 光学系。

3 光線追跡シミュレーション

まず、MEMS Lobster eye 光学系の光線追跡シミュレーション (Perl) を用いて光学系の性能評価を行った。任意の角度で光子を入射させ、光学系での反射や透過を考慮し、焦点面上での光子の位置座標とベクトルを幾何学的に計算する。座標設定と断面図を図 3 に示す。

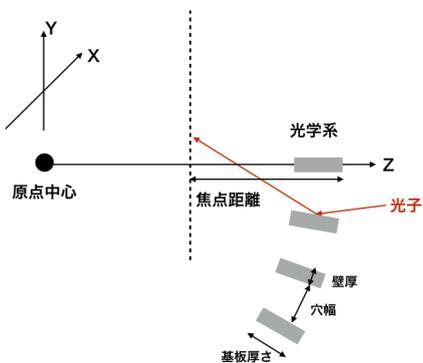


図 3: 座標設定と断面図。

図 4 のパラメータを設定し、シミュレーションを

行ったところ、焦点面上でのイメージと有効面積の角度依存性を図 5 に示す。Lobster eye 光学系の特徴である十字型を確認できる。

| パラメータ | 設定 | パラメータ | 設定値 |
|-----------------------|------|--------------------------|--------|
| 直径 (mm) | 100 | 角度分解能 [HPD] (arc min) | 10 |
| 基板厚 (μm) | 300 | 表面粗さ (\AA rms) | 1 |
| 穴幅 (μm) | 30 | 表面材質 | Pt |
| 壁厚 (μm) | 10 | 光子数 | 100000 |
| 曲率半径 | 1000 | エネルギー (eV) | 600 |
| 焦点距離 | 500 | 角度 (deg) | 0-5 |

図 4: 光線追跡シミュレーションパラメータ。

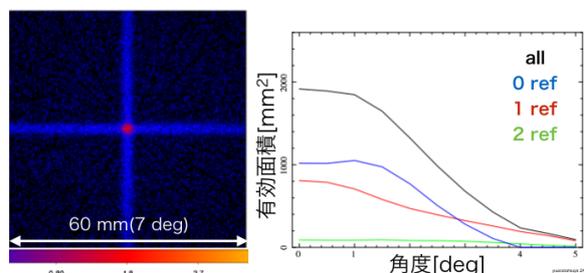


図 5: シミュレーション結果の例と有効面積の角度依存性。

4 製作フロー

MEMS Lobster eye 光学系の製作はこれまで我々が Wolter I 型の開発で培ってきた技術を用いた。まず直径 100 mm、厚さ 300 μm の Si 基板に穴幅 30 μm の微細四角穴を貫通させるためにドライエッチングを行う。ドライエッチングにより形成された側壁を反射鏡として利用するために高温アニール加工を行う。X 線反射には nm レベル以下の表面粗さが必要である。Si 基板を高温条件下 (1100°C) にさらすことで原子の自己拡散を促し、側壁を平滑化する。そして、平行 X 線を一点に集光するために高温塑性変形を行い、球面に変形する。高温雰囲気中でプレスすることにより加圧を取り除いても形状を保つ。

これらのプロセスから完成した MEMS Lobster eye 光学系と測定値を図 6 に示す。

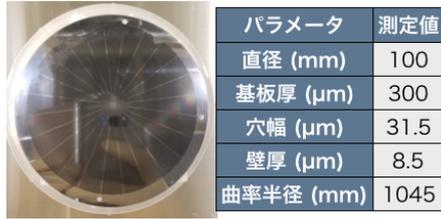


図 6: 完成した Lobster eye 光学系と測定値。

5 考察

高温塑性変形の結果から、変形が基板様に行われていないことがわかった。変形後の基板断面プロファイルを図 7 に示す。図 7 の下図からフィッティングに対する残差が大きいことがわかる。そこでフィッティングした曲率半径と光学系の鏡角度を図 8 で調べてみると、フィッティングの曲率半径に一樣に鏡が変形できていないことがわかる。また、中心部分は変形が過剰で開口率の高い外側につれて変形ができていない特徴がある。このことから、ある焦点距離で集光しようとする、像が広がってしまったと考えられる。今後、変形精度を向上させるために基板に貫通させる格子の配置を検討し、変形に強いデザインを見つける必要がある。

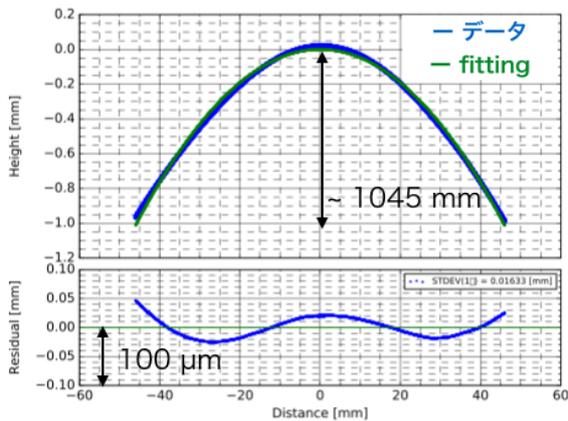


図 7: 変形後の基板断面プロファイル。上図は測定データと円形フィッティング。下図はフィッティングとの残差。

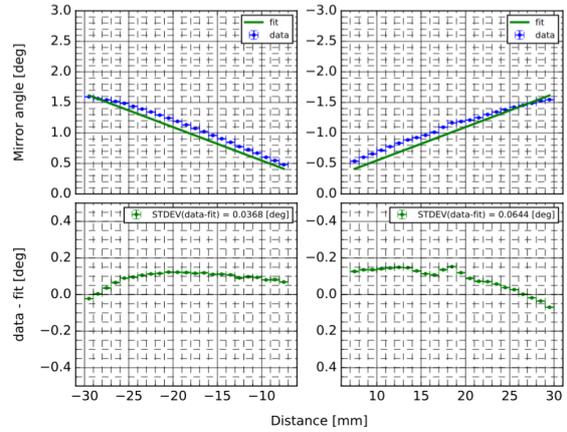


図 8: 上図は図 7 のフィッティングに対する鏡角度。下図はフィッティングとの残差。

6 まとめ

MEMS 技術を用いてシングルユニットでは世界最大級となる Lobster eye optics を自作し、完成させた。今後性能向上のために格子配置デザインの検討と各プロセスの条件出しを進めていく。

Reference

- Ezoe et al. 2010, Microsys. Tech., 16,1633
- Angel J. R. P. 1979 , ApJ...233..364A

a11

電鑄技術を用いた飛翔体搭載用 X 線望
遠鏡開発

名古屋大学大学院 理学研究科 Uxg 研
究室

竹原 佑亮

電鍍技術を用いた飛翔体搭載用 X 線望遠鏡開発

竹原 佑亮（名古屋大学大学院 理学研究科 Uxg 研究室）

Abstract

宇宙 X 線は宇宙に存在する高温・高エネルギーのプラズマを観測する手段として用いられ、X 線結像系は観測感度向上のため近年のほぼ全ての飛翔体に搭載されている。宇宙 X 線望遠鏡には直入射システムの利用が難しく、数度程度以下の非常に小さな角度で入射させる斜入射光学系が多く用いられる。これまで日本の X 線望遠鏡はアルミニウムを基板とした多数の薄板反射鏡を同心円状に配置した多重薄板型を採用してきた。これは大きな有効面積を実現することができるが 1 枚の反射鏡が薄く軟らかいため反射鏡面の形状が悪く、結像性能は分角程度に限られてきた。

我々は大きな有効面積かつ高い結像性能を併せ持つ X 線望遠鏡を実現すべく電鍍技術に着目した。電鍍は原盤に金属をメッキし分離させる方法で、ナノレベルの高い転写性を持つため、高精度形状が期待できる。これまで我々は高精度原盤の製作を目指した切削・研磨工程、高精度原盤から電鍍鏡を脱型するまでの電鍍工程の条件出しを進めてきた。高精度電鍍原盤として実績のある NiP に加えて、脱型工程を省略できるポリメタクリル酸樹脂を原盤材質として選定した。先行研究では単結晶ダイヤモンドを用いた切削に通常研磨を行なったところ、表面粗さは NiP で 1 μm スケールで 1-3 nm(rms) を達成したが、100 nm スケールで切削痕が見られ、X 線照射試験により結像性能の劣化を招いていることが分かった。この切削痕改善のため NiP に磁気粘弾性流体を用いた研磨を行い、切削痕の除去に成功し、10 μm スケールにて表面粗さ 0.37 nm を達成した。また、電鍍工程では両原盤を用いて全周二段一体型の Wolter-I 型反射鏡製作には成功したものの端面の真円からのズレが 200 μm と大きく、典型的な焦点距離 3500m の望遠鏡を仮定した場合 25 秒角の広がりに対応するため、さらなる条件出しが必要となっている。

1 研究背景

1.1 宇宙 X 線望遠鏡

X 線領域では透過率の高さから直入射光学系ではなく数度程度以下の非常に小さな角度で入射させることで全反射を利用する斜入射光学系がしばしば用いられる。しかし、直入射光学系でよく用いられる凹面の球面鏡は斜入射光学系では非点収差が大きくなり結像性能が劣化する。また、点源を理想的に結像させる無収差反射鏡として知られる回転楕円面鏡はアッペの正弦条件を満たさないため、光源が有限の大きさを持つ場合に収差が発生する。そのため X 線望遠鏡では 2 種類の異なる形状を持った反射鏡を組み合わせることで収差を抑える方法が一般に用いられている。特に人工衛星やロケットのような飛翔体に搭載される宇宙 X 線望遠鏡での代表的な例として、

2 種類の回転 2 次曲面を組み合わせた Wolter 型光学系がある。その中でも Wolter-I 型と呼ばれる回転放物面と回転双極面を組み合わせたものが宇宙 X 線望遠鏡でよく用いられている。この光学系では光軸付近でほぼ理想的な像を結ぶことが可能である。これら望遠鏡の性能は有効面積と結像性能で評価される。しかし、有効面積は表面粗さ、また結像性能は反射鏡の円錐近似、母線方向形状誤差、円周方向形状誤差などによって劣化するため、望遠鏡製作ではこれらの評価試験が欠かせない。図 1 に結像性能が劣化する様子を示す。

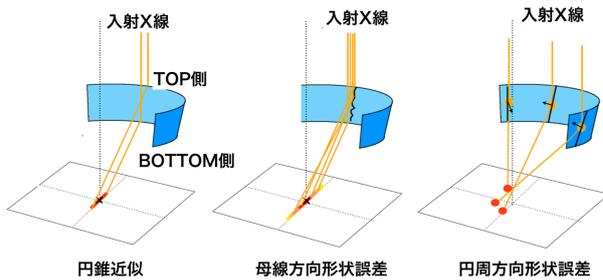


図 1: 結像性能劣化の様子 [2]

1.2 過去の宇宙 X 線望遠鏡

斜入射光学系では反射鏡 1 枚あたりが見込む幾何学的な面積が非常に小さい。そこで、有効面積を大きくするために同心円状に複数の反射鏡を配置、積層する手法が用いられる。以下に、これまで飛翔体に搭載された X 線望遠鏡を紹介する。

1.2.1 研磨型

最も高い結像性能を有する Chandra 衛星などに搭載されている望遠鏡の形式である。Chandra 衛星は口径が 1.2 m で望遠鏡重量は 1500 kg と大型で、厚さ 2 cm の分厚いガラス基板を直接切削・研磨したものを反射鏡面としている。それゆえに高い結像性能の実現が可能であり、Chandra 衛星では結像性能 0.5 秒角を達成している。しかし、分厚い基板を使用しているため重量が大きく、積層数を増やすのが難しいために有効面積が小さくなってしまふ。

1.2.2 多重薄板型

日本が打ち上げたすざく衛星に搭載された反射鏡の形式である。すざく衛星は口径が 0.4 m で望遠鏡全体の重量が 450 kg と Chandra 衛星に比べて小型で、厚さ 0.17 mm 程度のアルミ薄板反射鏡を多数積層されている。多重薄板型は 1 枚あたりの反射鏡が薄く軽いため、積層数を増やすことができ、研磨型に比べ重量あたりの有効面積を大きくできる。しかし一般に基板が薄いため理想曲面の実現が難しく、製作の容易性から円錐に近似することも多い。この近似による結像性能の劣化、基板が薄いために生じる

歪み、多数の反射鏡を配置することによる配置誤差などの課題が挙げられる。

2 電鍍技術を用いた反射鏡開発

電鍍は超精密原盤のナノレベルの構造を電気化学反応により原盤表面にメッキし、脱型することで超高精度に基板に転写することができ、XMM-Newton 衛星反射鏡製作にも用いられた技術である。また、2 枚の反射鏡の組み合わせ精度向上のための二段一体構造、さらには周方向の反射鏡配置誤差を抑制するための全周構造が容易に実現できることも特長である。我々は電鍍技術が持つ高い転写性に着目し、回転二次曲面を再現した原盤に Ni を電鍍し、独自の原盤加工方法と電鍍方法を確立することにより大有効面積 (>口径 500 mm) かつ高結像性能 (<10 秒角) を併せ持つ望遠鏡の実現を目指している。

高い結像性能と有効面積を持った電鍍鏡を製作するためには、電鍍原盤に高い形状精度かつ小さな表面粗さが求められる。この条件を満たす素材としてアルミニウム等を芯材とした無電解ニッケルーリンメッキが知られている。

また、理想的な原盤が製作できても脱型時に歪みや傷ができると結像性能の劣化につながる。そのため原盤を溶解させることで脱型時のストレスが抑えられる素材としてポリメタクリル酸メチル樹脂 (PMMA) にも着目した。PMMA は安価なため、コスト削減を図ることもできる。

2.1 電鍍原盤の表面粗さ評価

ここでは望遠鏡の性能指標の一つである有効面積を決めるミクロンスケールの表面粗さの評価を行なった。原盤の表面粗さを測定する上で、製作や実験にかかる時間やコストを考慮し小片平板を用いた。小片平板サンプルの外観を図 2 に示す。サンプルに対し原子間力顕微鏡 (AFM) を用いた直接形状測定を行なった。

サンプルは切削に加えて研磨を施しており、NiP、PMMA 両サンプルに超鏡面研磨を行なった。また、

NiP サンプルについては磁気粘弾性流体 (MRF) を用いた研磨を施したサンプルも用意した。

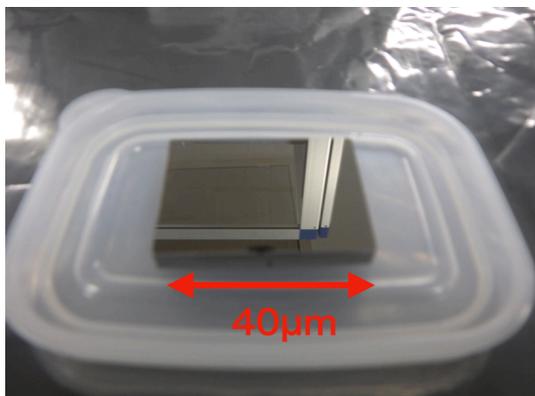


図 2: 小片平板サンプルの外観 (NiP 超鏡面研磨)。

それぞれの小片平板を $1\ \mu\text{m}$ スケールで測定した結果を図 3 に示す。サンプルの表面粗さ (RMS) は NiP 超鏡面研磨が $0.56\ \text{nm}$ 、PMMA 超鏡面研磨が $2.2\ \text{nm}$ 、NiP MRF が $0.23\ \text{nm}$ である。NiP 両サンプルに比べ、PMMA サンプルでは特徴的な切削痕が見られる。この切削痕は切削時に用いた単結晶ダイヤモンドの局所的な欠陥が原因と考えられる。また、 $10\ \mu\text{m}$ スケールで測定した結果を図 4 に示す。サンプルの表面粗さ (RMS) は NiP 超鏡面研磨が $1.6\ \text{nm}$ 、PMMA 超鏡面研磨が $2.8\ \text{nm}$ 、NiP MRF が $0.37\ \text{nm}$ である。Ni 超鏡面研磨サンプルに $1\ \mu\text{m}$ スケールでは見られなかった切削痕が見られる。NiP MRF 研磨サンプルは $10\ \mu\text{m}$ スケールにおいても特徴的な切削痕が見られず、滑らかな表面を維持している。典型的な入射角 0.8 度を仮定すると、 $1\ \text{nm}$ 以下の表面粗さであれば $< 2\ \text{keV}$ での軟 X 線領域において反射率を 90% 以上に保つことができる。しかし硬 X 線領域ではより小さな表面粗さが必要となるため、観測エネルギー帯次第ではさらなる改善が必要となってくる。

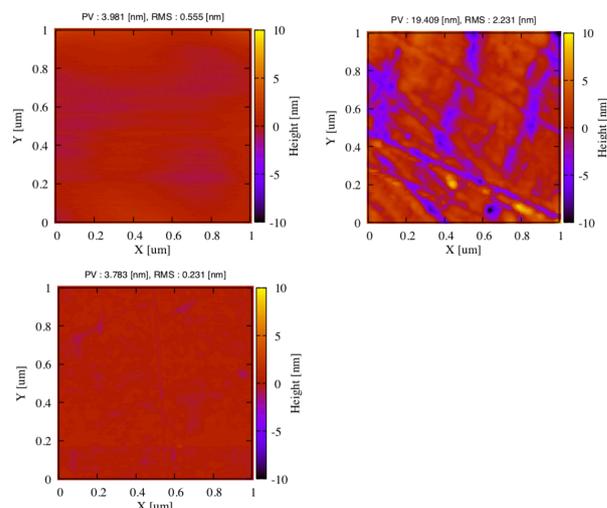


図 3: AFM により測定したサンプル表面 (左上: Ni 超鏡面研磨、右上が PMMA 超鏡面研磨、左下が NiP MRF 研磨のサンプル。) 測定範囲は $1\ \mu\text{m} \times 1\ \mu\text{m}$ 、 256×256 点の測定データを取得している。

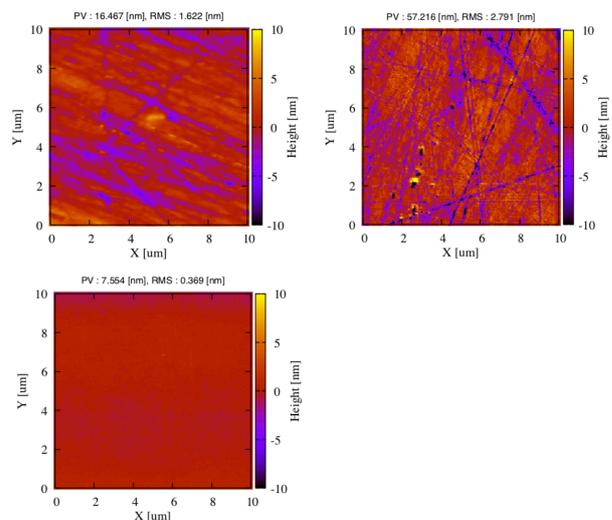


図 4: AFM により測定したサンプル表面 (左上: Ni 超鏡面研磨、右上が PMMA 超鏡面研磨、左下が NiP MRF 研磨のサンプル。) 測定範囲は $10\ \mu\text{m} \times 10\ \mu\text{m}$ 、 256×256 点の測定データを取得している。

2.2 反射鏡周方向の歪み評価

ここではもう一つの望遠鏡の性能指標である結像性能を評価すべく、特に反射鏡周方向の形状誤差に

着目し調査した。二段一体の全周かつ Wolter-I 型形状を持った直径 100 mm, 高さ 100 mm, 厚さ 0.4 mm の小型 Ni 電鍍反射鏡を設計し、試作を行なった。Ni 電鍍反射鏡は超鏡面研磨を施した PMMA, NiP 製原盤を用いて製作した。全周鏡の外観を図 5 に示す。



図 5: 全周鏡の外観 (NiP 超鏡面研磨)。

電鍍反射鏡製作に使用する原盤は製作の都合で両端部に実際には使用しない遊びの部分が存在する。そのため電鍍の際に設計値より大きな反射鏡ができるため、切断加工が必要となる。しかし、この切断の際に反射鏡が歪んでしまう可能性がある。この歪みは反射鏡の結像位置の広がりに影響を与えるため重要な情報となる。そこで、スキャナを用いた端面真円度測定を行なった。

スキャンデータに対して円フィッティングを行い、データ点との残差を評価する。TOP 側 (放物面) の測定結果と BOTTOM 側 (双極面) の測定結果を方位角方向に反転させてサンプルの位置を合わせたものが図 6 である。また、この図では 0.1 度ごとに残差の平均を取っている。図から歪みの周期と振幅がほぼ一致し、位相も同程度であることがわかる。典型的な焦点距離 3500 mm を考えると両サンプルともおよそ 0.2 mm の振幅を持っており、25 秒角程度に広がってしまうことが予想される。この変形の要因として原盤切削時の固定による負荷、電鍍しろの切断の負荷、切断時の固定による負荷、切断による電着応力の解放などが考えられる。今後は電鍍工程の条件だしを進めていく。

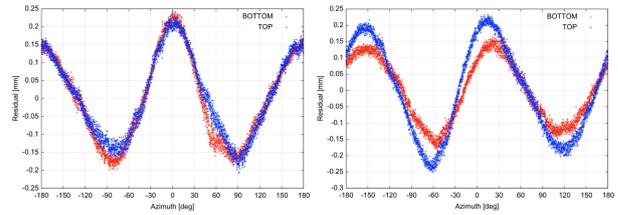


図 6: 縦軸はフィッティングした円との残差を表す。TOP 側と BOTTOM 側の位置を揃えたデータで左が NiP 原盤全周鏡、右が PMMA 原盤全周鏡。赤が BOTTOM 側、青が TOP 側。0.1 deg 毎に平均値を取っている。

3 今後の展望

真円度測定による周方向の評価は行なったが、光軸方向の評価は未だ行えていない。そこで周方向に 10 度分ほどの分割原盤を製作し、NiP 原盤に超鏡面研磨、MRF それぞれを施した部分鏡を製作した。端面測定のように形状を直接評価することが困難なため、X 線散乱測定によって評価を行う予定である。また、原盤の形状精度、脱型時のストレス軽減のため材質検討も視野に入れ開発を進めていく。

Reference

- 大塚 修士論文 2019, 名古屋大学 [1]
- 馬場崎 修士論文発表資料 2014, 名古屋大学 [2]

a12

IACT における機械学習を用いたガンマ
線とハドロンイベントの弁別
埼玉大学大学院 理工学研究科
立石 大

IACT における機械学習を用いたガンマ線とハドロンイベントの弁別

立石 大 (埼玉大学大学院 理工学研究科)

Abstract

宇宙からの 20 MeV 以上のエネルギーを持つガンマ線が地球大気に入射すると、電子と陽電子が対生成され、空気シャワーとなる。この時電子・陽電子の速度が大気中の光速を超えることによって、チェレンコフ光が発生する。特に GeV 帯域以上の超高エネルギーガンマ線の観測では、このチェレンコフ光を撮像することによってガンマ線の到来方向とそのエネルギーを決定する方法が有効である。これには解像型大気チェレンコフ望遠鏡 (Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope, IACT) が使用される。一方で、主にハドロンによって組成される高エネルギー宇宙線が大気中に入射した際にも、大気中の原子核との相互作用によって空気シャワーを引き起こし、チェレンコフ光を放射する。宇宙線はガンマ線より多く到来することから、IACT を用いて精度良くガンマ線の観測を行うためには、宇宙線由来の空気シャワーイベントを効率よく除去する必要がある。ガンマ線とハドロン由来のシャワーでは、生成される粒子の違いから、空気シャワーの幾何学構造が異なる。撮像されるチェレンコフ光の形状の差異を用いて、これらを弁別するのであるが、最近ではここに機械学習を用いることが一般的である。現在、多数の学習手法が研究開発されており、IACT の感度を上昇させるためには、学習手法ごとの特性を考慮して選択する必要がある。本発表では、IACT を利用した観測にてガンマ線とバックグラウンドとなるハドロン由来のイベントでのシャワー構造の違いを紹介したのち、機械学習を使用したガンマ線とハドロン由来のイベントの弁別について説明する。また、学習手法を変えたときの弁別能力の違いについての先行研究を紹介し、現在建設が進められている次世代ガンマ線観測望遠鏡群である Cherenkov Telescope Array (CTA) の感度を向上させるために最適な学習方法について検討した。

1 ガンマ線天文学

1.1 高エネルギーガンマ線の観測

高エネルギーガンマ線の観測に用いられるチェレンコフ光は空気シャワーによって引き起こされる。大気中にガンマ線が入射した時、光子が大気中の原子核と相互作用することによって電子と陽電子を対生成する。これらの電子・陽電子が制動放射することにより、再度ガンマ線を発生させる。この再度発生したガンマ線が同様に対生成を引き起こし、カスケードが発生する。このカスケードが、空気シャワーである。

空気シャワーは大気中に入射したガンマ線の他にも宇宙線が入射した場合にも発生するが、その過程が異なる。宇宙線が大気中に入射した場合、大気の原子核と相互作用することによって π 中間子、K 中間子、陽子・中性子とその反粒子が生成される。宇宙線と大

気中の原子核が衝突することで発生した 2 次粒子はより横方向に大きな運動量を持つ。これより、図 1 のようにハドロン由来のシャワーはガンマ線由来の物と比較して、シャワー軸に対して横方向に大きく広がる傾向を持つ。いずれの場合でも、空気シャワーで発生

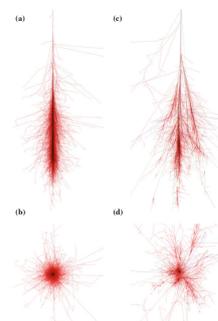


図 1: ガンマ線 (左) とハドロン由来空気シャワー (右) の構造の違い (F. Schmidt & J. Knapp 2005)

した荷電粒子が大気中の光速を超えているとき、チェレンコフ光が放射される。解像型大気チェレンコフ望遠鏡 (Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope, IACT) では、チェレンコフ光の像からガンマ線と宇宙線由来のイベントを区別する必要がある。

1.2 IACT を用いたガンマ線の観測

IACT では、しばしば、到来方向の決定精度の向上及びハドロン由来のシャワーをより精度よく取り除く方法として、複数台で観測を行うステレオ観測が行われている。

1.3 CTA について

CTA では 3 種類の IACT を用いて同時に観測を行う。2018 年 10 月に大口径望遠鏡 (Large Sized Telescope: LST) 1 号機が完成し試運転を開始したが、その他の望遠鏡は 2019 年から 2021 年の間に順次建設が行われる予定であり、2019 年現在まだ建設途中である。CTA の初期運用において LST は 1 台のみ存在していることから、LST1 号機のみを使用した観測 (モノ観測) が行われることとなる。

2 ガンマ線とハドロン由来シャワーの弁別方法

宇宙線とガンマ線由来のイベントでは、形状を示すパラメータに差異が生じる。旧来の IACT を用いた観測ではこれらの値に対して閾値を設け、条件を満たすイベントをガンマ線イベントであるとみなして解析を行っていたが (A. Hillas 1985)、先に述べた通り、現在は機械学習を用いて弁別を行うことが一般的である。

2.1 Gamma/Hadron 弁別における評価指標

IACT を用いた観測にて精度の良い観測を行うためには、検出されたチェレンコフ光がガンマ線又はハドロン由来かを正しく弁別する必要がある。この弁別

を行う方法としては、各イベントごとにハドロンらしさを示す *Hadronness* を算出し、ある閾値以下のイベントをガンマ線由来であると見なす。*Hadronness* の算出方法を機械学習を用いて最適化する。

機械学習の性能の評価基準として本発表では、2 クラス分類の性能評価に使用される受信者操作特性 (Receiver Operating Characteristic curve: ROC) を用いる。

機械学習を用いて 2 クラスを分類する時、分類結果は表 1 の混合行列で示すことができる。なお、表 1 にて「陽性」と「陰性」はそれぞれガンマ線とハドロンイベントに対応する。表 1 の値を使用すると、全

| | | 予測結果 | |
|---------|----|------------------|------------------|
| | | 陽性 | 陰性 |
| 実際のカテゴリ | 陽性 | 真陽性 (N_{TP}) | 偽陰性 (N_{FN}) |
| | 陰性 | 偽陽性 (N_{FP}) | 真陰性 (N_{TN}) |

表 1: 混合行列

ての「陽性」イベントの中で機械学習によって「陽性」と判別された割合を示す真陽性率 (True Positive Rate: TPR) と、全ての「陰性」イベントの中で機械学習によって間違えて「陽性」と判別された割合を示す偽陽性率 (False Positive Rate: FPR) を以下のように示すことができる。

$$TPR = \frac{N_{TP}}{N_{TP} + N_{FN}}, FPR = \frac{N_{FP}}{N_{FP} + N_{TN}}$$

ここで、機械学習において「陽性」または「陰性」と判定する際に使用される *Hadronness* の閾値を変化させて、図 2 のように縦軸を TPR 、横軸を FPR としたグラフを作成する。図 2 では、機械学習にて

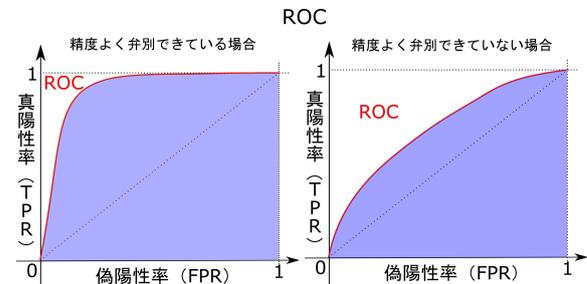


図 2: 精度良く弁別が行われた場合と、精度が悪い場合での ROC の形状の差異

「陽性」であると識別する際に適応される *Hadronness* の閾値を変化させた時の *TPR* と *FPR* の関係を示している。この曲線のが ROC である。精度良く弁別が行われている場合、*FPR* が低い状態であっても高い *TPR* が得られることから、グラフは急峻に立ち上がる。このように、ROC を使って各機械学習の弁別能力を比較することができる。

3 学習方法の特徴

多数の学習方法が日々開発されているが、本項では、D. Nieto et al. (2017) と C. Malagon et al. (2008) で用いられている決定木を使用した学習方法と *k* 近傍法及びニューラルネットワークについて説明する。

3.1 決定木を使用した学習方法

決定木とは、図 3 のようにある質問に対して、Yes/No (連続値に対してはある値以上、以下) で分類できるような質問で構成された階層的な木構造で構築されている。一般に予測を行う分類器の作成の際

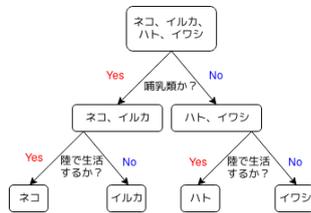


図 3: 決定木の構造

に、分類器の構築に必要なデータ (教師データ) を使用する場合、教師データに対して過学習することで実際に弁別するデータに対する弁別能力 (汎化性能) が低くなる傾向がある。1 つの決定木を使用した予測では、十分な汎化性能を得られないことがある。そこで、決定木を使用した学習方法でより汎化性能を向上させる方法として、例えば Bagging 法と Boosting 法がある。Bagging 法とは、決定木を作成する際に必要な教師データを重複有りで選択し、重複するイベントを変えながら決定木を複数作成する事で汎化性能を向上させる方法である。一方 Boosting 法では、1 つ前に作成した決定木の情報を用いて決定

木を作成し、複数の決定木を通過させることによって汎化性を向上させる。(荒木雅弘 2018)

3.2 *k* 近傍法 (*k*-NN)

k 近傍法とは、識別したいデータの近傍にある教師データを探し出す方法である。この方法では、識別したいデータの周囲にある最近接 *k* 個の教師データの属性より多数決等の手法を用いて観測イベントの属性を求める方法である。(荒木雅弘 2018)

3.3 ニューラルネットワーク

ニューラルネットワークとは、ここで紹介したどの学習方法とも異なり、人間の脳神経構造を模して造られた学習方法である。この学習方法の一種である Convolutional Neural Network (CNN) は画像識別を得意とする学習方法で、予測を行う際にパラメータ化を行う必要性がないという特徴が挙げられる。

4 学習方法毎の比較結果

次に、CTA と MAGIC の観測シミュレーションである D. Nieto (2017) と C. Malagon (2008) の結果を紹介し、CTA にて今後検討すべき学習方法について議論する。

まず、CTA のシミュレーション結果では、CTA 実験で用いられる、中口径望遠鏡 (MST)8 台を用いた観測を想定しており、Boosting (BDT) とニューラルネットワーク (CNN) を用いた弁別性能を比較評価している。シミュレーション結果は図 4 で示されている。なお、図 4 に記載されている InceptionV3, ResNet50 は CNN を用いた学習方法で異なった解析アルゴリズムを用いている。ここで、図 4 中に示したエネルギー帯域 Low energy, Medium energy, High energy はそれぞれ 0.1~0.31, 0.31~1, 1~10 TeV 帯域を示している。図 4 より、3 つのエネルギー帯域において BDT を用いた方が CNN より高い弁別能力を保有していることが分かる。ここで、BDT を用いた解析はステレオ観測によるシャワーを再構築した情報を、CNN ではトリガーされた個々の望遠鏡の画像

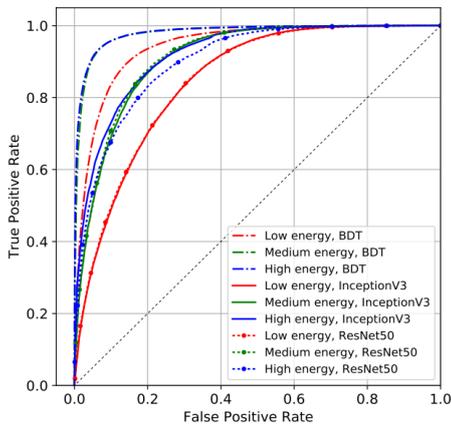


図 4: 学習手法ごとの弁別能力の差異 (D. Nieto et al. 2017)

をそのまま使用して解析を行っており、それぞれ異なった情報を用いて弁別を行っている。

次に MAGIC における観測シミュレーションの結果について図 5 に示す。この研究では、アンサンブル学習 (Boosting と Bagging)、k-NN、決定木のみ (C4.5)、ニューラルネットワーク (Multilayer perceptron) での弁別性能を比較している。ガンマ線のエネルギーが 200 GeV 以下でのシミュレーションでは、図 5 の結果が得られた。図 5 より、弁別能力としては

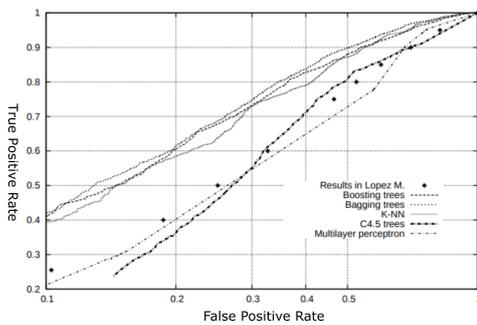


図 5: MAGIC での学習手法ごとの弁別能力の差異 (C. Malagon et al. 2008)

アンサンブル学習を使用した Boosting と Bagging、及び k-NN を用いた学習方法が高い弁別能力を示している。同じ決定木を使用している C4.5 と Bagging・Boosting と比較すると、Bagging・Boosting を用いる事で高い弁別能力を得られており、これはアンサ

ンブル学習による汎化性能が向上しているためであると考えられる。また、k-NN は検出されたイベントの幾何学的分布を捉えて解析をしており、精度の高い弁別が行われる。一方で、この先行研究ではニューラルネットワークを使用した弁別方法は低い弁別能力を示していた。

以上の結果をまとめると、Boosting と Bagging 及び K-NN を使用することによって高い弁別能力が得られる一方、ニューラルネットワークでは高い弁別能力は得られなかったことが分かる。現在 CTA では LST1 台のみが完成しておりモノ観測となることから、望遠鏡 1 台ずつの情報を使用した CTA のシミュレーションにおける CNN についても検討を行う必要があると言える。学習手法毎に弁別性能に差異が生じる事から、今後は LST1 台のみを使用したシミュレーションを行い、CNN、Boosting、Bagging、k-NN 等を使用して弁別能力を比較することが必要であると言える。

5 まとめ

本発表では、IACT におけるガンマ線とハドロンイベントの弁別方法を紹介し、MAGIC と CTA のシミュレーション結果から決定木とニューラルネットワーク、K-NN を使用した学習方法での弁別能力を比較検討した。また、今後の LST1 台のみを使用した観測において検討すべき機械学習のアルゴリズムについて議論及び検討を行った。その結果、LST1 号機のみを使用した観測にて使用する学習方法としては、今後 CNN、Boosting、Bagging、k-NN 等を用いてシミュレーションを行い検討を行う必要があるという結論が得られた。

Reference

D. Nieto et al, 2017, PoS (ICRC2017) 809.
 C. Malagon et al, 2008, PoS (ICRC2008) 1473.
 荒木雅弘 2018, 北森出版株式会社
 F. Schmidt et al, "CORSIKA Shower Images", 2005
 A. Hillas, Proceedings 19th International Cosmic Ray Conference, La Jolla, International Cosmic Ray Conference Vol. 3, 445 (1985).

a13

放送静止衛星を用いた BS アンテナの
ビームパターンの測定
総合研究大学院大学 物理科学研究科
政井 崇帆

放送静止衛星を用いた BS アンテナのビームパターンの測定

政井 崇帆 (総合研究大学院大学 物理科学研究科)

Abstract

本講演では、市販の衛星放送 (Broadcast satellite: BS) 用受信アンテナのビーム形状 (ビームパターン) の測定を目的とする。また、測定したビームパターンとアンテナの半値幅を比較して評価を行う。アンテナのビームパターンとは、アンテナの電波受信感度における角度依存性のことを言う。アンテナの性能評価においてアンテナのビームパターンは重要なパラメータの一つである。市販の Offset parabola 型 BS アンテナは本来強い電波源からの電波を受信するためビームパターンにほぼよらず問題なく使用できる。そのため、ビームパターンを精密に測定していないことが多い。しかしながら、BS アンテナを用いた天体観測などを行う場合、天体の信号が衛星電波よりも弱く、かつ点源ではなく構造を持っている場合がある。その時、天体の分布とアンテナのビームがカプリングするためビームパターンを理解している必要がある。放送静止衛星を電波源とした簡易的なアンテナビームパターンの測定方法を確立した。観測に必要なアンテナ、駆動機構および受信感度を記録する環境を構築した。結果は、ビームパターンの一部を測定することができ、測定したビームの半値幅は $4.1 \pm 0.0 \pm 0.2$ 度になった。アンテナ直径 50cm、観測波長 2.5cm に対してビームの半値幅の理論値は 3.4 度となる。結果を理論値と比較すると 21% のずれが生じた。ずれの原因として、用いた分度器の人的誤差や赤道儀による測定軌跡の影響が考えられる。他に、Offset feed 型のフィードのビームパターンが不明なため、反射板のビームパターンとの畳み込みの関係が出力にどのような影響を与えるかが不明になっている。考察するために、経緯台を用いて再測定してビームパターンを測定することが望ましい。また、フィードのビームパターンを単独で測定し、アンテナとの対応関係も調べる必要がある。

1 Introduction

1.1 アンテナビームパターンについて

アンテナは到来する電波の光軸に対して、感度の角度依存性を有する。この角度依存性をアンテナのビームパターンという。このビームパターンをアンテナの電力利得 (ゲイン) とも言う。図 1 のように通常、アンテナの感度はいくつかの方向で極大をとる。感度が最大になる方向を含む感度の広がりをもインローブ (メインビーム) と言う。その周囲により感度の低い広がりがあり、これをサイドローブ (マイナーローブ) と言う。

アンテナの感度の角度依存性はアンテナの電力パターン $P(\theta, \phi)$ で表される。 (θ, ϕ) は球面座標である。電波の受信感度の絶対値は角度依存性以外に測定環境 (気温、湿度、大気の状態等)、アンテナ温度、バックグラウンドの電波レベルなど、あらゆる条件に依存する。角度依存性を議論するためにアンテナの電

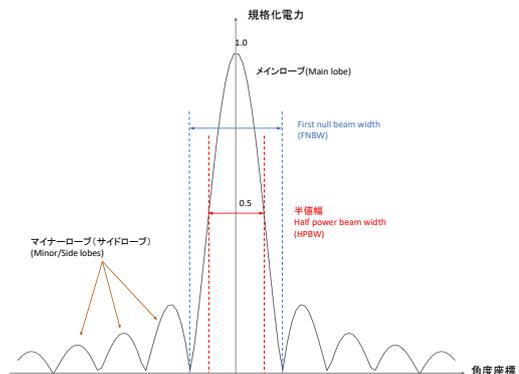


図 1: 規格化された電力ビーム形状の形。

力パターンの最大値 P_{\max} で規格化する。規格化は、アンテナの電力パターンの最大値 1 とした無次元量であり、規格化された電力パターンを $P_n(\theta, \phi)$ とす

ると、

$$P_n(\theta, \phi) = \frac{P(\theta, \phi)}{P_{\max}} \quad (1)$$

で表される。市販の Offset parabola 型 BS アンテナの場合、強い電波源からの電波を受信するためビームパターンにほぼよらず問題なく使用できる。そのため、ビームパターンを精密に測定していないことが多い。しかしながら、BS アンテナを用いた天体観測などを行う場合、衛星電波よりも弱く、かつ点源ではなく構造を持っている場合がある。その時、天体の分布とアンテナのビームがカップリングするためビームパターンを理解している必要がある。

アンテナのメインローブの広がりを示す指標として、メインローブの感度が半分になるまでの両端の角度の広がりを使う。この角度を半値幅 (Half Power Beam Width: HPBW) といい、式 (2) のように定義する。

$$\theta_{\text{HPBW}} = k \frac{\lambda}{D} \quad (2)$$

ここで、 k はアンテナ開口部の照度分布による係数である。一様照射の場合 1.02 であり、ガウシアン照射の場合 1.1~1.3 の間をとる (国立天文台編 川辺良平 『干渉計サマースクール 2005』 28)。 λ は観測波長、 D はアンテナ開口の直径である。今回測定した BS アンテナの θ_{HPBW} はアンテナ直径 50cm、観測波長 2.5cm(12GHz)、 $k = 1.2$ として

$$\theta_{\text{HPBW}} = 3.4[\text{Deg}] \quad (3)$$

となる。

1.2 ゲイン関数について

電波源が遠方にあり、一様に照射されているアンテナの電力パターンはゲイン関数で表され、

$$g(u) \equiv \left\{ \frac{2J_1(u)}{u} \right\}^2 \quad (4)$$

のように定義する。ここで $J_1(u)$ はオーダー 1 の第一種ベッセル関数、 u はビーム角度といい、 $u = \frac{kd}{2} \sin \theta$ で表される。 k は波数、 d はアンテナの直径、 θ は角度座標。円形の開口部を通過する平面波の回折パターンはベッセル関数で表され、図 2 のようにエアリーパターンと呼ばれる中心に明るいコアがあり、回りに

明暗の輪で囲まれる干渉縞が見れる。ゲイン関数の対数をとるとアンテナの規格化された電力パターン (利得) となる。

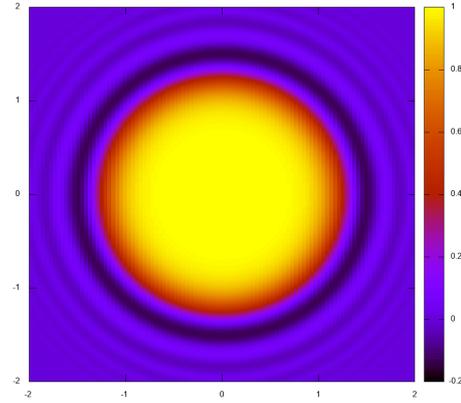


図 2: 一様に照射されている円形開口の回折パターンのマップ

2 Instruments And Measurements

本研究では、市販の BS アンテナ (日本アンテナ CBS50A) を使用した。測定系を図 3 に示す。放送静止衛星周りを、アンテナの向いている角度を変化させて測定した。この時、アンテナを赤道儀に固定して赤緯方向、仰角方向を変化させた。アンテナの角度変化を確認するために、赤道儀の回転中心の下に半径 1330mm の分度器を設置した。アンテナの動きを分度器に写すために、赤道儀のカウンターウェイトアームにレーザーポインターを固定した。測定範囲は赤緯方向に 0.5 度間隔で -8.0 から 8.0 度までにし、この範囲での出力を 3 回測定した。赤緯方向の測定を行った後、仰角方向に $+1$ 度角度を変化させて同じ赤緯方向の範囲で再度出力を測った。同じ測定を仰角 $+4$ 度まで変化させて、各仰角で 3 回行った赤緯方向測定の平均をとった。

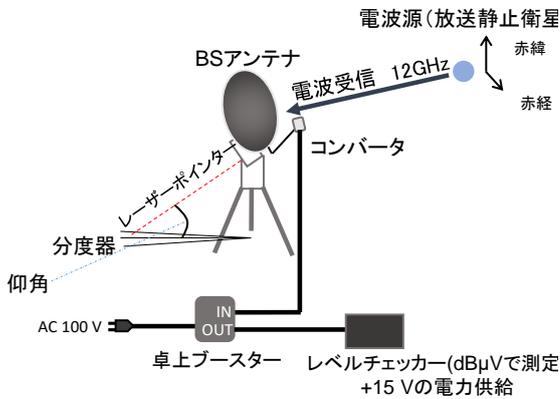


図 3: 測定系の模式図

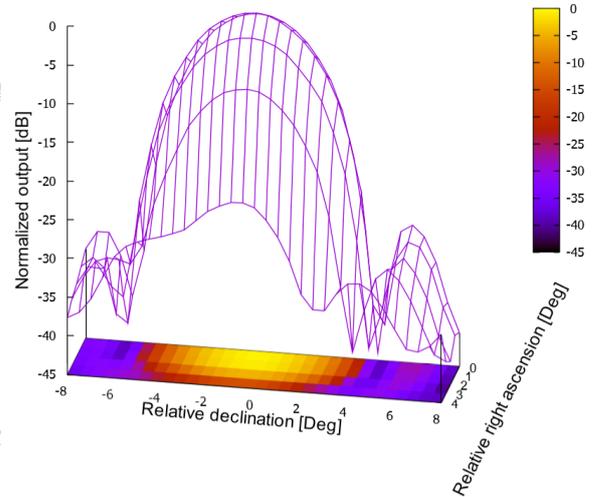


図 4: 本測定の結果。横軸に相対赤経、相対赤緯、縦軸に平均の出力の規格化をとっている。中央にメインローブの一部、その隣にサイドローブが見える。

3 Results

ビームパターン測定の結果を図 4 に示す。測定の平均統計誤差は 1.2%。この測定でアンテナのメインローブを含むビームパターンの一部を測定することができた。また、メインローブ以外に、サイドローブを測定することができた。このサイドローブレベルは約 -31dB である。

測定したビームパターンの半値幅を求めるために関数フィッティングを行った。フィッティングした式は式 (4) のゲイン関数である。フィッティングを行って測定結果の半値幅を求めると $\theta_{\text{Meas}} = 4.1 \pm 0.0 \pm 0.2$ 度となり、理論値の 3.4 度と 21% の相対誤差が生じた。

4 Discussion

測定結果には 21% の測定誤差が生じた。この誤差に対して以下のような要因が考えられる。

- 測定系による誤差
アンテナの角度を測定するために一部手書きを含む分度器を使用した。手書きによる角度のずれでビームが広がって見える可能性がある。他に、測定に赤道儀を使用したため、測定した相対赤経方向は多少の弧を描くようなスキャンパターンになっている。中心からの角度が増すとそ

のずれる割合が大きくなるため、測定したビームが広がって見える可能性がある。

- コンバータのビームパターンの不明
アンテナの出力は反射板のビームパターンと受信機 (コンバータ) の畳み込みになっている。また、アンテナに電波の照射パターンによってビームパターンに寄与する。衛星からアンテナに対しては十分遠い (距離 $d \gg 2D^2/\lambda$) かつ衛星には立体角がなく点源に見える大きさだとすると、アンテナは一様に照らされていると仮定できる。受信機の場合、反射された電波からの距離が近く ($d < 0.62\sqrt{D^3/\lambda}$)、Offset feed 型のアンテナの受信機の照射パターンを簡単に見積もる方法がないためアンテナの出力にどれほど寄与しているかが不明である。
- アンテナの表面誤差による受信効率の低下
市販のアンテナを使用したため、反射板は精密に製造されていない。また、表面には仰角調整のちょうつがいを取り付けるためのネジが 4 カ所あり、表面上の凹凸になっている。表面誤差により、平行に入射してくる電波がすべて焦点に集積されず、アンテナの利得を下げってしまう。

この利得の低下から正しいビームパターンから全体的に低い出力で測定することになる。

中井直正・坪井昌人・福井康雄 編 『シリーズ現代の天文学 宇宙の観測 II-電波天文学』 日本評論社 2009

5 Conclusion

本研究の目的は、市販の BS アンテナのビームパターンの測定である。具体的には、放送静止衛星を用いた BS アンテナのビームパターンの簡易的測定方法を確立した。確立した測定方法で BS アンテナのビームパターンを測定し、理論値との比較を行った。実験結果として、BS アンテナのビームパターンの一部を測定することができた。測定したビームパターンにはサイドローブ構造があることを確認できた。測定結果を関数フィッティングした結果、測定したビームパターンの半値幅は $4.1 \pm 0.0 \pm 0.2$ 度になった。アンテナの半値幅の理論値と測定値を比較したとき、21% の相対誤差が生じた。

半値幅の理論値と測定値のずれの要因として、三つの主要な要因が考えられる。一つは、測定系の誤差によるもの。特に自作の分度器と赤道儀による測定軌跡のずれの影響。二つ目は、アンテナのコンバータのビームパターンが不明であり、反射板のビームパターンとの畳み込みの関係が不明である。この不明確なビームパターンがアンテナ全体のビームパターンに寄与していると予想され、理論値とのずれに関係している可能性がある。三つ目は、アンテナの反射板の表面誤差による受信効率の低下。一つ目と二つ目の要因については実験方法の改善により誤差を減らせる可能性はある。測定系については、赤道儀を経緯台に変えて人的誤差を減らすことができる。コンバータのビームパターンについては、コンバータを取り外してビームパターンを単独で測定し、アンテナとの畳み込みの関係を調べることができる。

Reference

Jacob W.M. Baars 『The Paraboloidal Reflector Antenna in Radio Astronomy and communication』 Springer 2007

Constantine A. Balanis 『Antenna Theory Analysis And Design』 fourth edition Wiley

a14

超小型衛星搭載用中性子・ガンマ線検出
器の開発

名古屋大学大学院 理学研究科

野橋 大輝

超小型衛星搭載用中性子・ガンマ線検出器の開発

野橋 大輝 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

これまで名古屋大学では太陽表面でのイオン加速現象の解明のために高山での地上検出器による太陽中性子の観測を行ってきた。太陽表面ではイオンの加速現象が起きており高エネルギーの電子や中性子が核反応によって生成されている。電子の観測では磁場の影響で進行方向が曲げられて地球に届くため太陽起源かどうか弁別できない。一方中性子はイオンと異なり電荷を持たないため太陽表面や惑星空間磁場に影響せず太陽表面での加速情報を失うことなく直接検出できる。しかしほとんどの太陽中性子は地球大気での相互作用で減衰してしまうため地上観測した例はほとんどない。そのため我々のグループでは宇宙空間からの太陽中性子観測に向けた超小型衛星搭載用中性子・ガンマ線検出器の開発を行っている。本研究ではプラスチックシンチレータや GAGG シンチレータでの信号を小型の光半導体素子 MPPC を用いて検出し、その信号を集積回路 ASIC や制御素子 FPGA を用いた読み出しの実現、そしてフライトモデルの開発を目標としている。本講演では中性子・ガンマ線検出器の概要、及び要素試作モデルで読み出した各シンチレータの性能評価について述べる。

1 Introduction

我々が住む地球には宇宙から粒子が日々降り注いでおり、それらを総称して宇宙線と呼ばれている。宇宙線の発生源の中でも最も地球に近い天体として太陽が挙げられ、太陽フレアや磁気リコネクションなどの大規模エネルギー開放現象による粒子加速機構の解明を目指した太陽中性子観測が行われている。

これまで太陽中性子の観測は地上の高山に設置された中性子モニターや中性子望遠鏡、宇宙から国際宇宙ステーション搭載の SEDA-AP ミッション、SMM(Solar Maximum Mission) 衛星などで行われてきた。太陽中性子イベントの初めての観測は 1980 年の SMM 衛星の GRS(Gamma Ray Spectrometer) による例で (Chupp et al. (1982))、1982 年には地上検出器での観測も確認できた (Chupp et al. (1987))。しかし太陽中性子は地上での検出が困難でありこれまでの検出数は限られている。そこで我々の研究グループでは宇宙空間と地上からの太陽中性子同時観測を行うための超小型衛星搭載用中性子・ガンマ線検出器の開発を行っている。

太陽中性子観測に特化した衛星は未だ存在せず、超小型衛星を用いることで機体本体の 2 次中性子バックグラウンドの減少による高精度な検出が望める。検

出器はシンチレータと光半導体素子による 10 cm 角程度の立方体を搭載予定としており、中性子検出部ではシンチレータ内に中性子が入射した時の飛跡を 3 次元的に捉え、ガンマ線検出部は中性子検出部を散乱部としてその下部に吸収部として原子番号の大きなシンチレータを配置することでコンプトンカメラを構成しエネルギーを算出する。

またセンサ部には光電子増倍管とほぼ同等な機能を持つコンパクトな MPPC(Multi-Pixel Photon Counter) と呼ばれるシリコン半導体光センサーを利用し、中性子検出部のシンチレータバーを両端から読み出すことによりシンチレータバーの長さ方向に位置分解能を持たせることができる。約 670 個にも及ぶ系統のセンサの読み出しは、低消費電力の集積回路 ASIC で行われ、ASIC からのデジタル化された信号は FPGA で処理される。現在、ASIC と MPPC を搭載した信号処理ボードの要素試作モデル (BBM) を製作し信号の読み出しを試験中である。

2 太陽中性子観測

太陽中性子は電子やイオンと異なり太陽表面、太陽地球間の磁場に影響せず到来するため、その到来

方向やエネルギーなど多くの情報を観測から得ることが出来る。しかし太陽中性子は太陽地球間を伝搬する過程で生成された量の 70 % が崩壊してしまい (Xiao et al. (2015))、また地球大気中での相互作用によって減衰するため現在までに観測された例は少ない

3 検出器構成

検出器は主にプラスチックシンチレーション検出器と GAGG ($Gd_3Al_2Ga_3O_{12}$) シンチレーション検出器から構成されており (図 1)、太陽中性子はプラスチックシンチレータ内の陽子と散乱し、その反跳陽子がシンチレータ内を走った時の電離損失エネルギーや中性子との反跳角から中性子のエネルギーを計算して求める。中性子のエネルギー E_n は散乱角 θ 、反跳陽子のエネルギー E_p を用いて次式で表される。

$$E_n = \frac{E_p}{\cos^2 \theta}$$

陽子が中性子由来かどうか弁別するためにプラスチックシンチレータブロックの周りに荷電粒子を検出できるアンチシンチレータを配置し粒子弁別を行う。

3.1 超小型衛星

搭載する衛星は 3U (30 cm×10 cm×10 cm) サイズの超小型衛星で名古屋大学工学部と共同で 2021 年度の打ち上げを目指し開発を進めている。検出器はそのうちの 1U (10 cm 角) 程度のサイズに収める。他の部分には姿勢制御系や通信系、電力系などを搭載する。検出器の消費電力が 3 W、質量が 2 kg と制限されるため検出器全体を低電力化、軽量化してコンパクトなモデルの製作が進められている。

3.2 中性子検出部

中性子検出部は 4 mm×4 mm×64 mm のプラスチックシンチレータバーで構成されており (図 2)、これを 16 本 1 層として 16 層並べた 64 mm 角のブロックを目指した開発を進めている。シンチレータバーの両側には MPPC を取り付けて両側から信号を読み

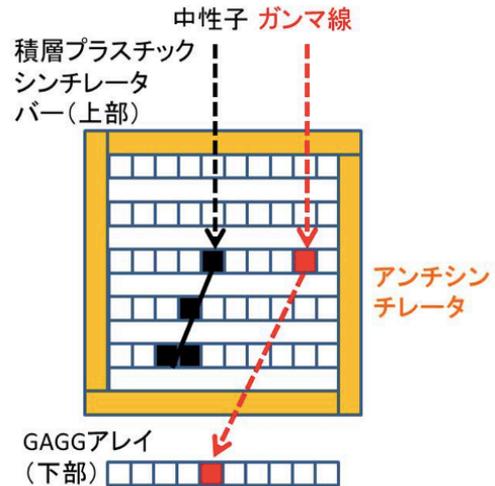


図 1: プラスチックシンチレータで構成される中性子検出部と無機シンチレータで構成されるガンマ線検出部からなる中性子・ガンマ線検出器のセンサの構造。荷電粒子を除去するため、アンチシンチレータで検出器全体を囲む。(図のオレンジ色の部分)

出しその光量の比率から長さ方向の反応位置を決定する。シンチレータを細かくすることで反跳陽子の飛跡や反跳角の測定精度が向上し、かつ積層して両



図 2: 白色ペイントで塗装された 4 mm×4 mm×64 mm プラスチックシンチレータバー

側から読み出すことで反跳陽子の飛跡を 3 次元的に捉えることができる。また信号が中性子か陽子に依るものか弁別するために、プラスチックシンチレータブロックの周囲にアンチシンチレータを設置し、反同時計数をとることで荷電粒子を除去して弁別している。

3.3 ガンマ線検出部

ガンマ線検出部に用いたシンチレータは GAGG ($Gd_3Al_2Ga_3O_{12}$) シンチレータで中性子検出部の下部に 6 mm 角の GAGG シンチレータブロックを 12×12 アレイ (図 3) にして配置しガンマ線を検出する。上部のプラスチックシンチレータブロックを散乱部、下部の GAGG を吸収部とすることでコンプトンカメラを構成し、100 keV 程度～数 MeV までのガンマ線の検出を可能にした。

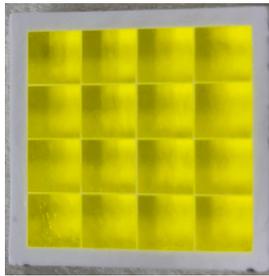


図 3: 白色ペイントで塗装された各々 6 mm 角の 4×4 GAGG アレイ

太陽中性子が太陽表面で生成される際に核ガンマ線がほぼ同時に生成され、ガンマ線を衛星で観測した後に中性子が遅れてやってくる性質を利用して太陽中性子を観測する。ガンマ線を中性子と同時に検出することで中性子が太陽フレア起源か判断する。

3.4 MPPC

検出器でのシンチレーション光を読み出すためにセンサとして MPPC と呼ばれる SiPM 半導体光センサを用いた。MPPC は複数のピクセル型 APD (アバランシェ・フォトダイオード) を並べた素子で、APD はある電圧以上の逆電圧を印加することで入射する光量の大小に関わらず一定の飽和出力が発生し (ガイガー放電)、この電圧で APD を動作させている状態をガイガーモードと呼ぶ。従来用いられてきた光電子増倍管に対して MPPC は非常にコンパクトで動作電圧も 50V 程度と低く、増幅率が 10^6 と高いため超小型衛星への搭載に適している。

現在信号の読み出しには 1CH 6mm×6mm とした 4×4 のアレイ (図 4) を使用しておりプラスチッ

クシンチレータの両側読み出しの時は 3mm×3mm の MPPC を用いる。

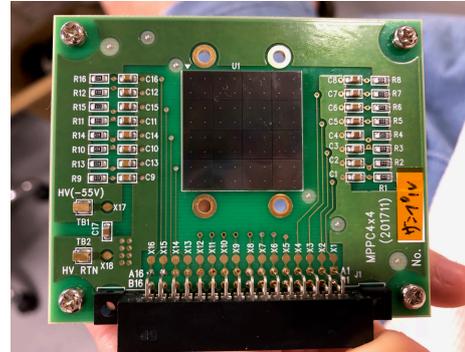


図 4: MPPC アレイ搭載基板

3.5 信号処理用集積回路 ASIC

ASIC は Application Specific Integrated Circuit (特定用途向け集積回路) と呼ばれ、今回実験で使用している ASIC はノルウェー IDEAS 社製の IDE3380 を扱っている。ASIC は光電子増倍管や SiPM、MPPC などの素子からの読み出しに特化しており、その集積回路は 16 チャンネルの信号を処理し、1 チャンネルあたり 2 mW 以下という低消費電力を実現している為小型衛星用途に適している。また信号の閾値や各チャンネルのオン、オフの切り替え、アンプのゲインなどを PC から ASIC 内のレジスタを変更することで設定することができる。12 bit ADC (Analog Digital Converter) も ASIC に内蔵されており MPPC から受け取るシンチレーション光の電荷情報をデジタル化して最終的にトリガー時刻やエネルギーを得る。

4 ASIC によるシンチレータの読み出し評価

現在 GAGG シンチレータアレイとプラスチックシンチレータパーに ^{137}Cs 線源を当てた場合の信号読み出しを ASIC を用いて行っている。図 5 は実験のセットアップである。GALAO ボードは ASIC と PC の間のインターフェースであり ASIC で AD 変換された信号を処理して PC に送っている。実際の衛

星では、GALAO ボードの機能を FPGA 搭載ボードに置き換えて実現する。MPPC には動作電圧 $-55V$ をかけており恒温槽暗室に入れて読み出しを行っている。シンチレータと MPPC のカップリングにはオプティカルグリスを用いた。 ^{137}Cs 線源を GAGG と

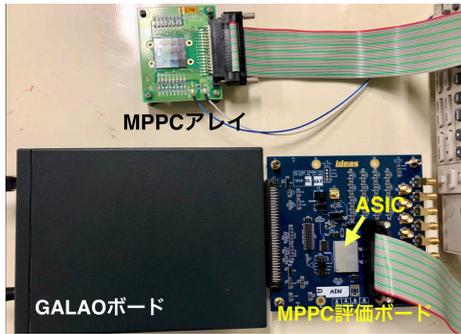


図 5: 装置のセットアップ

MPPC 4×4 アレイで読み出した場合のスペクトルは図 6 のようになった。ADC 値 2000 程度に ^{137}Cs 線源の 662 keV ガンマ線の全吸収ピークが、1500 程度に 478 keV のコンプトンエッジが確認できた。662 keV のエネルギー分解能は FWHM(半値全幅)で 6.5 ~ 7.4 %程度である。

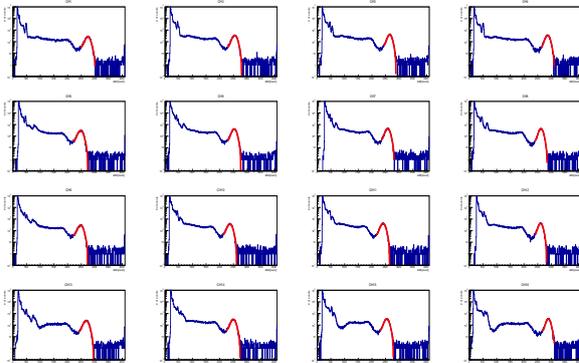


図 6: GAGG アレイでの ^{137}Cs 線源スペクトル

一方でレジスタ値を変えず、プラスチックシンチレータバー 1 本について ^{137}Cs 線源を読み出したスペクトルは図 7 のようになり、予測されるコンプトンエッジの構造は確認できていない。これは GAGG と比較してシンチレータでの発光量が 6 分の 1 程度と大幅に落ち、エネルギー分解能も悪いためかもしれないが現在検証中である。そのため、ASIC のパラ

メータを把握し、閾値、アンプのゲイン、波形整形時間などを最適化していく。現在並行して超小型衛星の大きさに収まるサイズの ASIC と FPGA の搭載基板を製作しており、動作テストを行っている。

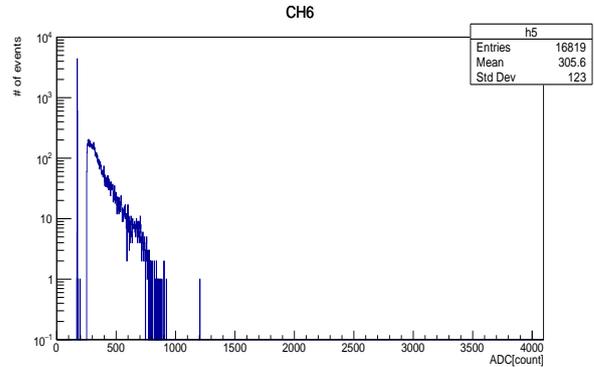


図 7: プラスチックシンチレータバーでの ^{137}Cs 線源スペクトル

5 今後の展望

今回、ASIC 評価ボードを用いて、GAGG + MPPC 4×4 アレイを読み出すことに成功した。一方で光量の小さいプラスチックシンチレータでどこまでエネルギー閾値を下げられるかがガンマ線検出にとって鍵となり、今後 ^{241}Am 線源の 59.5 keV などを使って詳細に検証する必要がある。

今後はプラスチックシンチレータバー 4 層分を組み立て、この基板で読み出すことを目指していく。

Reference

- Chupp E. L., et al., 1982, ApJ 263, L95
- Chupp E. L., et al., 1987, ApJ 318, 913
- Xiao Xia Yu. et al., 2015, NewAstronomy 39, p.25-35

a15

雷由来のショートバースト解明に向けた
DAQ システムのアナログ回路部の高
速化と MPPC の応用検討の研究

名古屋大学大学院 理学研究科 Uxg 研
久富 章平

雷由来のショートバースト解明に向けた DAQ システムのアナログ回路部の高速化と MPPC の応用検討の研究

久富 章平 (名古屋大学大学院 理学研究科 Uxg 研)

Abstract

自然現象である雷は、天然の粒子加速器であり雲中で静電場加速された電子が制動放射することによってガンマ線が出ると言われている。日本の北陸地方で冬季に観測される雷ガンマ線の 1 種に、雷ガンマ線には 1s 未満の減衰時間のショートバーストと呼んでいるものがある。これは雷放電に同期した減衰時間が 1 ms 未満の突発的な 10 MeV を超えるエネルギーまで伸びる制動放射ガンマ線と、それが大気分子と光核反応を起こし、発生した中性子が中性子捕獲された際に放射される即発ガンマ線 (50 ms 程度) からなると分かった [T.Enoto et al 2017]。冒頭の突発ガンマ線は、人工衛星から観測されている地球ガンマ線フラッシュ(TGF)と同種の放射が地上に向かっていると考えられる。この場合その減衰時間が $100 \mu\text{s}$ と短く、GROWTH 実験に使用されたデータ処理システムでは、遅すぎて有効に観測できない。本研究では、GROWTH 実験での DAQ システムのアナログ回路部を高速化することにより、カウントできる電気信号の数を増やしかつパイプアップによるスペクトルの乱れを防ぐことを目的とした。将来的には、小型で動作電圧の低い光検出素子を用いた新型の検出器も検討している。

1 雷ガンマ線観測の意義

1.1 雷ガンマ線とは?

雷は、我々の生活に馴染みのある自然現象である。しかし、雷の発生メカニズムは未だ詳しく分かっていない。雷がどのような仕組みで発生するのかを探る手段の一つとして雷から放射されるガンマ線の観測がある。Rutjes et al 2017 など多数の先行研究から、雷の放電に同期した短い減衰時間 ($< 100 \mu\text{s}$) でエネルギーが 10 ~ 20 MeV のガンマ線放射が発生する可能性があることが分かっている。このガンマ線は最初に軌道上のガンマ線天文衛星で観測されたことから、地球ガンマ線フラッシュ(Terrestrial Gamma-ray Flush ; TGF) と呼ばれる [Fishman et al.1994]。この TGF は、落雷で生じる電波パルスと相関があり、TGF の発生場所や原因が分かれば、雷発生の仕組みを明らかにできる可能性がある。TGF は図 1 に示すように、 $100 \mu\text{s}$ 以内という短時間に多数光子が到来する現象である。

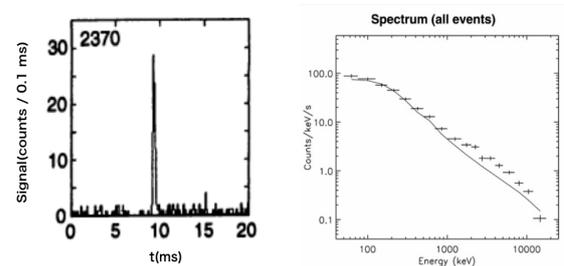


図 1: TGF の光度曲線 [Fishman et al., 1994](左) とエネルギースペクトル [Smith et al., 2005](右)

1.2 特徴的な電子加速の物理

雷雲内部では、雷雲に入射した電子が内部の強電場領域で逃走電子雪崩と呼ばれる特徴的なメカニズムにより加速・増倍されるというモデル [dwyer et al., 2014] がある。この強電場から加速された電子が大気中の分子のクーロン力で曲げられ、制動放射によって TGF を放射していると考えられている。このような電場加速は、雷ガンマ線に限られるわけではない。宇宙ではプラズマが満ちているため、強い静電場がかかる大きな領域は存在しにくいとされるが、より大規模なプラズマ運動の中で電場が支配するこ

ともあり、ダストの支配する系で静電気が発生する可能性もある。よって、雷内部における電場加速の解明は、宇宙での電場加速を理解するためのプローブとなりうるということが言えるだろう。

1.3 雷ガンマ線観測プロジェクト ～ Growth 実験について ～

GROWTH(Gamma - Ray Observation of Winter THundercloud) 実験は 2006 年に運用を開始した実験で、冬の日本海沿岸の雷雲から発生したガンマ線観測を目的とした地上実験である。この実験では、冬季の雷の発生しやすい新潟県の柏崎・刈羽原発に可搬性のある検出器を複数配置し、各地点でのガンマ線イベントから雷雲中での加速領域のサイズやその移動を調べてきた。

大気中で雷ガンマ線がどのような相互作用をするのかに新たな知見をもたらしたのが、2017 年の発見である。まず、雷放電と同期した TGF の 10 MeV を超える高エネルギー光子が大気分子と光核反応という相互作用をする。光核反応によって原子核は高速中性子 ($< 10 \text{ MeV}$) を大気中にはきだす。これが大気分子と衝突・散乱することでエネルギーを失い熱中性子 ($\sim 0.025 \text{ eV}$) となり、これが周辺物質に吸収されるときに、即発ガンマ線が放射される。本研究では、TGF と熱中性子を観測対象としている。雷ガンマ線による大気分子との相互作用の観測的な証拠が得られたのは、日本ではまだ冬季だけである。

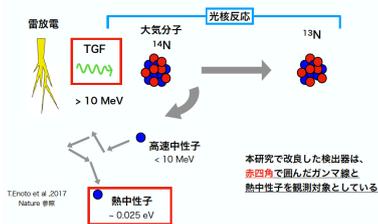


図 2: TGF と大気分子との相互作用の様子

1.4 観測装置の概要

雷ガンマ線の検出器系としては以下の図のブロック図の通りとなっている。まず大きな構成としてセン

サ系、信号処理系 (これが DAQ(Data Acquisition) システム) と通信系からなっている。センサ系では、シンチレータに入射したガンマ線のエネルギーに対応したシンチレーション光子を発生し、光センサで電気信号に変換する。本検出器では、BGO シンチレータを TGF ガンマ線検出に、Li ドープされたプラスチックシンチレータ EJ-270 を熱修正し検出用に採用した。光センサから送られたアナログ信号を増幅段で増幅・波形整形して ADC(Analog to Digital Converter) でデジタル信号に変換し、FPGA で指定したトリガーとサンプル数でサンプリングする。

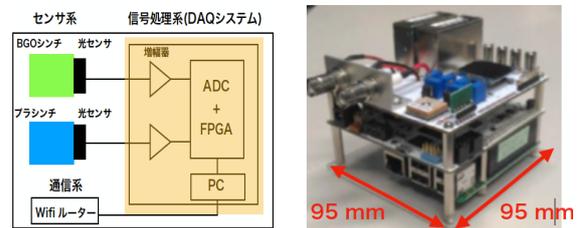


図 3: 検出器系のブロック図 (左) と DAQ システムの実際の写真 (右)

2 読み出し速度向上の開発

既存の Growth 検出器では、エネルギー分解能の良いスペクトルを得るために、BGO の信号をじっくりと積分するアナログ波形処理を行っていた。このためアナログ波形が 0V に戻るまでにおよそ $20 \mu\text{s}$ かかっている。本研究では、減衰時間の短い ($< 100 \mu\text{s}$) の TGF の有効な観測のため、アナログ回路段の回路パラメータを変更し既存の回路に比べて 10 倍高速化した回路を目指す。目標としては、現在 $20 \mu\text{s}$ である dead time(あるイベントを処理してから次のイベントまでの処理できない時間) を、高速化によって $2 \mu\text{s}$ まで短くすることである。これによって、カウント数を 1 桁分増やすことができる。概念図を図 4 に示した。

本研究に用いた DAQ システムは複数の ch を有しており、本研究では、ch0 は従来と変更せず、ch1 を高速化した。高速化改修を行った回路図を図 5 に示す。高速化改修にあたって変更した回路パラメータは赤四角で囲んだ部分の素子の値である。

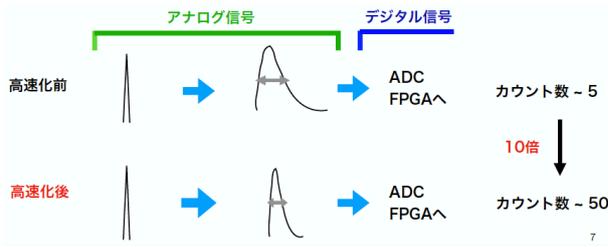


図 4: 高速化改修の意義の概念図

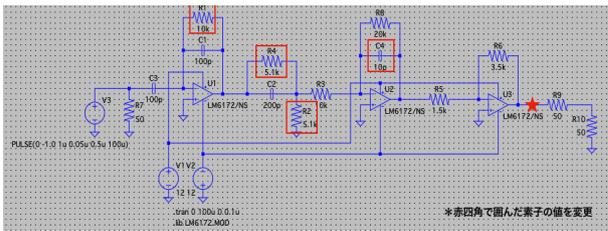


図 5: 高速化したアナログ回路の回路図

回路シミュレーションソフト LTSpice を用いてまず、シミュレーション上で回路を設計し、その後で実際の回路素子を変更してこれを実験・改修した後の時定数の変化を定量的に評価するために、信号波形の最大波高値の半分を取る時間幅を $\tau_{max/2}$ と定義した。LTSpice によるシミュレーション結果では、高速化改修前が $\tau_{max/2} = 3.3 \mu s$ で、高速化改修後が $\tau_{max/2} = 0.65 \mu s$ となり、高速化により時定数を 1/5 にすることができた。実際の回路で高速化の結果が反映されているか確認したところ、高速化前で $\tau_{max/2} = 2.8 \mu s$ 、高速化後で $\tau_{max/2} = 0.6 \mu s$ となり、時定数は 1/4.7 でほぼシミュレーション通りの結果が得られた。また、回路高速化改修において性

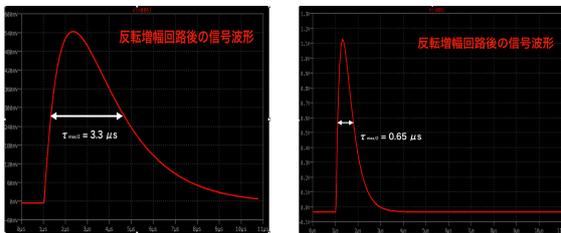


図 6: 高速化していない ch0 の反転増幅回路後の信号波形 (左) と高速化した ch1 の反転増幅回路後の信号波形 (右)

能の変化を調べるために、Cs 線源の 662 keV のピークを用いてエネルギー分解能の評価を行った。具体的には、図 7 のように Cs の 662 keV の光電吸収ピークをガウス関数でフィッティングし、ピークエネルギーと FWHM を求めた。得られたエネルギー分解能 $\Delta E/E$ は、ch0 が $12.0 \pm 0.2 \%$ 、ch1 が $12.4 \pm 0.2\%$ となり、誤差の範囲内でエネルギー分解能は一致し、回路高速化に伴う性能の変化はなかった。

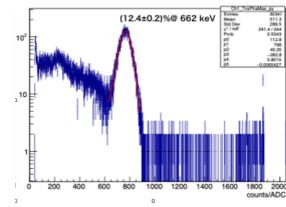


図 7: 662 keV 光電吸収ピークフィッティングの図

2.1 小型検出器の設計・観測場所について

検出器の可搬性向上と設置コストの低減、ノウハウ取得のため小型検出器系を設計・製作した。機器配置は以下のブロック図のようになっており、実際は右の図のように設置する予定である。サイズについては、従来のもより床面積を約 1/2 まで低減することができた。

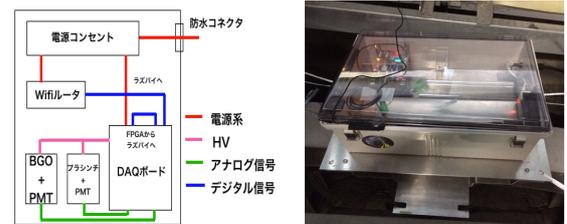


図 8: 小型検出器のアライメント図 (左)、実際の設置予定の写真図 [従来版] (右)

新たに開発した小型検出器の設置場所としては東京スカイツリーに 8 月の月上旬に設置予定である。スカイツリーは年間の落雷数が多く、特に夏季のデータが得られやすい。ガンマ線がよく検出される日本海岸の冬季雷雲と比較し、夏季雷雲からガンマ線が検出された例は少ないため、スカイツリー観測でその有無を探る。



図 9: 検出器設置場所のスカイツリーの写真

3 まとめと今後

今回の高速化改修によって時定数を約 1/5 にまで早くすることができた。また、検出器系の設置コストの低減と検出器系の量産のためのノウハウ蓄積も兼ねて、現在小型検出器系を開発している最中であり、8月上旬のスカイツリー展開を目指している。スカイツリーへは8月から10月まで2ヶ月設置し、冬季観測はこの製作した検出器を用いて観測する予定である。

将来的には、浜松ホトニクスによって開発された光センサである MPPC(Multi - Pixel - Photon - Counter) の採用に取り組む。小型 (~ 6 mm) で動作電圧が低く (< 50 V) 高い検出効率と優れた時間分解能があり、TGF の宇宙観測として人工衛星に搭載する光検出器として注目されている。今後の研究で MPPC についても利用について検討していく予定である。



図 10: MPPC(S13360-6050CS) の写真

Acknowledgement

本研究を始めるにあたって私の指導教員である中澤先生には、様々な基礎的なことから指導してくださり、研究の進め方についても非常に的確なアドバイスをしていただけただけなので研究に対する理解が深ま

りました。本当に感謝しています。また、共同研究グループの方々にも様々な有意義なご指摘や協力をいただいています。同じく感謝申し上げます。

Reference

J.R.Dwyer, 2004, GEOPHYSICAL RESERACH LETTERS, VOL.31,L12102,

T.Enoto et al.2017 , doi:10.1038/nature24630

2017 年度 修士論文 和田 有希 東京大学

2017 年度 博士論文 榎本 大悟 東京大学

a16

せいめい望遠鏡における SHWFS を用
いたシーイング評価

京都大学大学院 理学研究科 宇宙物理学
教室

円尾 芽衣

せいめい望遠鏡における SHWFS を用いたシーイング評価

円尾 芽衣 (京都大学大学院 理学研究科 宇宙物理学教室)

Abstract

我々の研究グループは、口径 3.8 m のせいめい望遠鏡の開発・建設を行ってきた。国内という立地と東アジア最大の口径とを生かして、せいめい望遠鏡は系外惑星の直接撮像などを狙っている。系外惑星の直接撮像のためには補償光学を用いるが、その装置開発のためには、観測所のシーイングを高精度で求めることが重要である (Martinez, P. et al. 2012)。従来シーイングは Differential Imaging Motion Monitor (DIMM) という装置での測定結果とコルモゴロフ乱流の理論モデルとから測定される。DIMM は一つの望遠鏡の開口部に一定距離をあけた二つの小開口を設け、二つの望遠鏡に見立てる装置である。ここに同一天体光を入射させ、二つの星像の重心位置の変化から大気の変動による揺らぎを測定できる。しかし DIMM のデータからシーイングを求めるには、コルモゴロフ乱流を仮定しなければならず、(Yong Zhang et al. 2004) この仮定が実際の乱流に即していない可能性がある点が問題である。一方シャックハルトマン波面センサ (SHWFS) という装置を用いると、コルモゴロフ乱流の仮定を置かなくてよいため、より高精度でシーイングを測定できると考えた。SHWFS はまず望遠鏡が集めた光を平行光にしてマイクロレンズアレイ (MLA) へ導く。入射した光の波面は MLA により瞳が分割されて検出器上に結像するため、これを DIMM の開口が一定間隔にたくさんある状態のものに見立てると、複数の開口間距離での揺らぎを求めることができるため、コルモゴロフ乱流を仮定しなくともシーイングを測定できる。本研究では SHWFS 装置を用いて、せいめい望遠鏡のシーイングの測定を計画・実行し、得られた結果を従来の方式と比較検討した。結果、SHWFS を用いたシーイング測定では従来の方式とほぼ同じ $1''.4$ となった。本講演では SHWFS を用いたシーイングの測定方法、および測定精度のコルモゴロフ乱流を仮定した場合との比較について発表する。

1 Introduction

この章では、タイトルに含まれている「せいめい望遠鏡」と「シーイング」とについての説明と、この研究の目的とを記す。

1.1 せいめい望遠鏡

せいめい望遠鏡 (図 1) は京都大学が国立天文台と共に岡山観測所に建設した口径 3.8 m の光学赤外線望遠鏡である。分割鏡で作られた主鏡で赤色と青色の台のあるナスミス焦点に光を集め、ここに観測装置を設置して観測を行う。これは 2019 年 2 月に完成した東アジア最大の光赤外望遠鏡である。

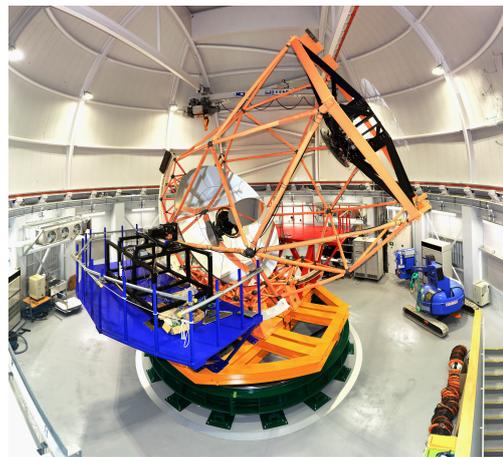


図 1: せいめい望遠鏡

1.2 シーイング

大気の屈折率は気圧や温度、水蒸気圧などによって時間的、空間的に不規則に変動している。これを

大気の変動という。屈折率が場所ごとに異なると、天体からの波面が乱され、星像が揺らぐ原因となる。屈折率は温度に大きく依存するため、大気の変動が不均一であることが擾乱の主な原因である。このような影響を受けた星像に、どの程度の揺動が起きているのかを定量的に示すのがシーイングであり、これは半値全幅 (FWHM) で表される。シーイングが生じる原因については、上記の大気ゆらぎが主な原因である。このように観測地の気象条件によって決定される成分をナチュラルシーイングと言う。シーイングは地域によって異なるのはもちろん、ドームの形によっても変わる。ドーム内温度の非一様性などによる成分をドームシーイング、望遠鏡の構造体などによる成分を望遠鏡シーイングと呼ぶ。

1.3 研究目的

過去にこの場所の屋外のナチュラルシーイングデータや、隣接する 188 cm 望遠鏡でのデータはあるが、この新しいドームと望遠鏡の組み合わせ下でのシーイングはまだ測定できていないため、せいめい望遠鏡を用いる観測者にとっても測定する意義があり、また今後補償光学の装置開発をする上でも応用可能な情報であるため、今回シーイングを観測しようとした。

2 Methods and Instruments

この章では、シーイングの測定手法について用いる装置とその使い方について 2 つずつ記す。

2.1 従来の観測手法：DIMM

Differential Image Motion Monitor (DIMM) と呼ばれる装置 (図 2) を用いるのが、標準的なシーイング測定手法である。DIMM は一定間距離を開けた二つの望遠鏡 (赤丸部) に見立てた開口からなる。この距離は、フリード長とよばれる、波面位相の乱れが無視できる程度の大きさ以上とする。ここに同一天体の光を入射させ、それぞれの星像の重心位置の相対的な揺らぎを求める。露光時間は揺らぎがなまされない程度に十分短く、また光を感知できるだけ長

くないといけない。すると望遠鏡のトラッキング性能によるエラーを除く揺らぎ、つまり大気の変動によるシーイングを知ることができる。ここでの問題点は 2 つ存在する。一つは DIMM という装置を開発するところから始める必要があり、なおかつ装置の性能もなんらかの形で担保しないといけないというところで、もう一つは開口間距離をひとつに固定しているということである。この 2 つ目の問題点のため、コルモゴロフの乱流という理論的な変換式で異なる開口間距離での揺らぎを仮定をして、シーイングを導出せざるを得ず、精度の高いシーイングを求めることは難しいのが現状である。

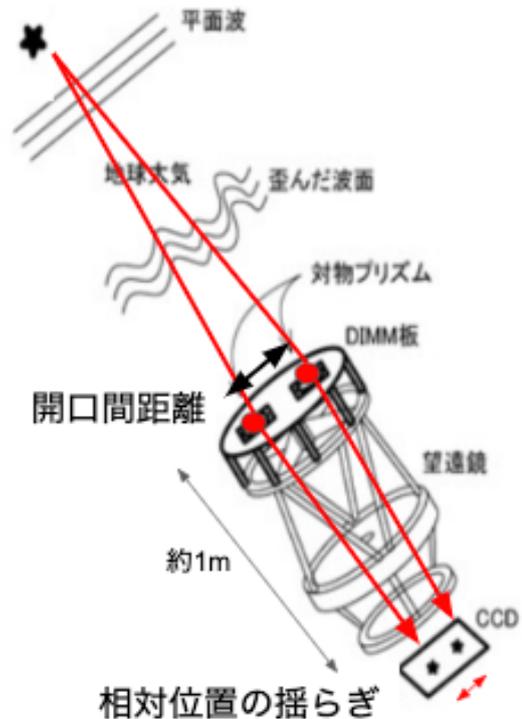


図 2: DIMM 仕組み概略図

2.2 今回の観測手法：SHWFS

シャックハルトマン波面センサ (SHWFS) は個々の分割鏡の傾斜成分と低次の鏡面形状を計測する装置である。図 3 のように、ナスミス焦点の後側にコリメート用レンズを置き、平行光を主鏡の瞳に設置したマイクロレンズアレイ (MLA) へ導く。MLA に

より入射した光の波面が分割され、それぞれ検出器上に結像する (Hosono (2017))。このため、たくさんの開口が存在している状態と同一視することができる。DIMM の穴が一定間隔にたくさんある状態のものを見立てて、シーイング測定のために用いた。このおかげで、通常の DIMM での測定方法より多くの開口間距離での揺らぎの FWHM を求めることができ、仮定を入れず高精度で測定することができる。

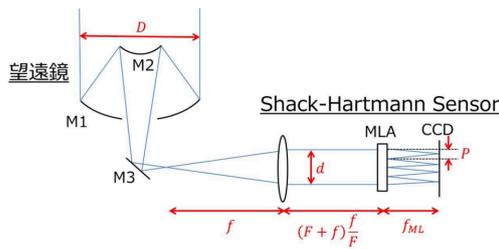


図 3: 望遠鏡と SHWFS の概念図。D は主鏡の口径、d はコリメート後の瞳径、f はコリメートレンズの焦点距離、F は望遠鏡の合成焦点距離、 f_{ML} はマイクロレンズアレイの焦点距離、P はマイクロレンズアレイのピッチ。

3 Observations

観測データは以下の表 1 に記載したものである。観測天体はベテルギウスにした。

表 1: データ諸量

| 日付 | 天体高度 | 露光時間 | 撮影枚数 |
|----------|------|---------|-------|
| 1 月 18 日 | 60° | 20 msec | 100 枚 |
| 1 月 21 日 | 61° | 20 msec | 100 枚 |

シーイングを知るためにはまず、2 スポット間距離の揺らぎを解析する必要がある。これは 2.1 にも記載の通り、望遠鏡のトラッキング性能によるエラーを除いた大気の変動になるためである。2 スポット間距離の揺らぎを得るための解析手順は以下の通りである。

- 1 分割鏡内に収まるよう解析範囲を選ぶ

2. 各スポットの重心 x 、 y 座標を 100 枚の画像で出す
3. 2 スポットを選び、 x 方向、 y 方向の 2 点間距離の平均を求める
4. 100 枚ある画像で各々平均を出す
5. 平均からの揺らぎをガウシアンでフィッティングする
6. FWHM を求める

1 分割鏡内に選択範囲を納めた理由としては、分割鏡を跨いだ場合、鏡のズレなどという大気による揺らぎ以外の要因が含まれる可能性があるからである。SHWFS を通して撮れた画像は以下図 4 のようなものである。図中の四角は、解析のために選択した範囲を示している。

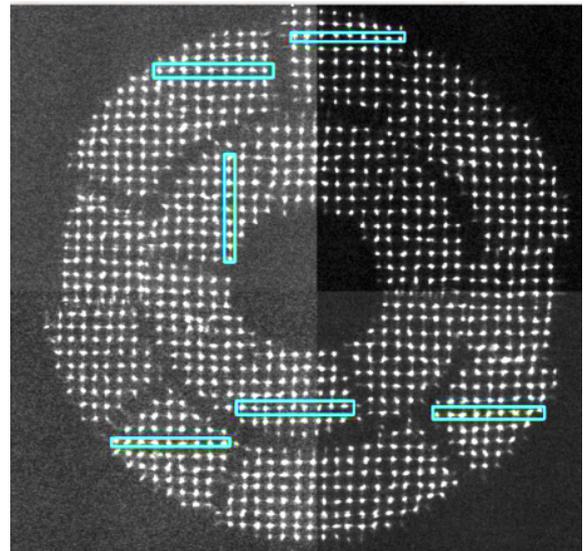


図 4: MLA による星像と選択範囲

2.1 でも触れた通り、シーイングを求めるための 2 スポット間はフリード長より長くはないといけない。これは短すぎると、大気による屈折率が同じところを観測してしまうためである。逆に、フリード長よりも明らかに長すぎる場合は、異なる大気の影響を受けるため、観測対象として適していない。今回は岡山という地域のフリード長が 6 cm と仮定し、これは隣接する開口間距離より短いので全ての組み合わせ

せで考えた。ある開口間距離について FWHM を求めたものを各開口間距離ごとにおこなったものが図 5 である。なお、青が 1 月 18 日分、緑が 1 月 21 日分の観測データを用いた解析結果である。

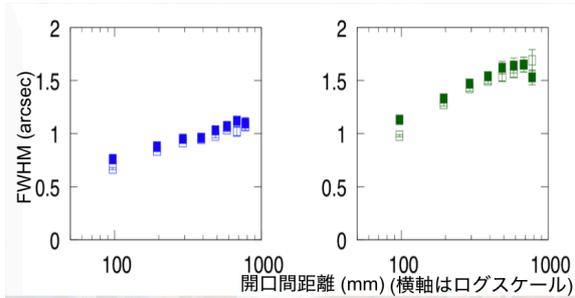


図 5: 開口間距離ごとの FWHM

4 Results

図 5 のプロットを色々な関数でフィッティングしたところ、一番精度よかったのが 1 月 18 日のデータで $f(x) = 0.160 \pm 0.005 \log(x + 1)$ となり、1 月 21 日のデータで $f(x) = 0.241 \pm 0.011 \log(x + 1)$ となった。コルモゴロフの理論によると、 $\frac{5}{3}$ 乗に比例すると言われているが、指数関数ではなく対数関数である理由は、せいめい望遠鏡の鏡やドーム構造を考慮した結果だと考えられる。ある開口間距離が 3.8m 口径のなかでどの程度存在するのかを知れば、その存在確率分重み付けをしてせいめい望遠鏡のシーイングがわかると考え、積分してやると、結果は表 2 のようになった。なお、誤差はフィッティングで生まれた誤差から導出した。

表 2: SHWFS を用いてシーイングを求めた結果

| 観測日 | 結果 |
|----------|-------------------|
| 1 月 18 日 | $1''18 \pm 0''03$ |
| 1 月 21 日 | $1''78 \pm 0''08$ |

5 Discussions

従来の DIMM を用いた方法と比べてどの程度シーイングを正確に測れたのかについて考える。DIMM

を用いる場合は、ある開口間距離での揺らぎのデータからコルモゴロフの理論を仮定してシーイングを求める。今回は装置自体はなかったため、SHWFS で得たデータを開口間距離ごとに別々に DIMM の解析手法で解析した平均と誤差を出した。結果は表 3 となった。ここから開口間距離によって FWHM の値が SHWFS の時より大きく変動していることがわかる。つまり、DIMM より SHWFS を用いた時の方がより高い精度で正確にシーイングを測れたことが分かった。

表 3: DIMM に見立てて解析した結果

| 観測日 | 結果 |
|----------|-------------------|
| 1 月 18 日 | $0''98 \pm 0''20$ |
| 1 月 21 日 | $1''60 \pm 0''29$ |

6 Conclusions and Future Discussions

この研究では、シーイングを測定するために、SHWFS を用いた新しい手法を開発した。従来は DIMM を用いていたところを SHWFS を用いることによって、複数の開口間距離ごとに FWHM を出し、コルモゴロフの乱流を仮定することなくシーイングを求めることができた。結果として、DIMM を用いた解析結果と比較しても矛盾なく、より高い精度で求まっていると言える。今後の展望としては、この観測場所でのシーイングデータを主に補償光学装置の開発にも応用可能ということが挙げられる。

Reference

Martinez, P., Kolb, J., Sarazin, M., & Navarrete, J. 2012, RAS, 421, 3019

Yong Zhang, Dehua Yang, & Xiangqun Cui 2004, Appl. Opt. 43, 729-734

細野俊介, 京都大学, 2017, 修士論文

a17

太陽アクシオン探査のためのTES 型 X
線マイクロカロリメータの特性評価
東京大学大学院 理学系研究科
八木 雄大

太陽アクシオン探査のための TES 型 X 線マイクロカロリメータの特性評価

八木 雄大 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

宇宙に広がる暗黒物質の存在はさまざまな観測結果から示唆されているが正体は解明されていない。暗黒物質の候補として、量子色力学により存在が期待されている未知の粒子アクシオンが挙げられており、我々はなかでも太陽内部で生成される太陽アクシオンの探査を目的としている。太陽から放出されたアクシオンが ^{57}Fe に衝突し 14.4 keV の γ 線を放射することを利用し、吸収体に ^{57}Fe を用いた TES 型 X 線マイクロカロリメータの開発を進めている。半導体検出器では Fe の自己吸収により検出効率が 1%程度と極めて低く、またバックグラウンドの影響により検出感度も悪かった。一方、TES 型カロリメータは自己吸収した熱を検出するため検出効率を 80%以上まであげ、高いエネルギー分解能により検出感度も大幅にあがると期待されている。 γ 線の吸収効率を向上させるためには吸収体の量を多くする必要があるが、量を多くするとエネルギー分解能の劣化に繋がる。また、超伝導薄膜を用いているため、強磁性体である ^{57}Fe の磁化により遷移温度や分光性能などに影響を与える可能性がある。そこで我々は構造の最適化および磁化の影響を検討するため、熱および磁気シミュレーションをおこない適切な基礎設計を構築した。その結果、 $100 \times 100 \times 5 \mu\text{m}^3$ の大きさの吸収体を用い、これまでは TES に直接取り付けいていた吸収体を、TES 本体から横へ 30 μm 以上離して取り付けることで、エネルギー分解能を劣化させず磁化の影響を排除できることが示唆された。我々は実際に素子を作成し、特性評価をおこなった。

1 研究背景

宇宙の大半は我々の未知の物質で満たされている。なかでも宇宙全体の約 27%は暗黒物質が占めていると考えられており、さまざまな観測結果からその存在が示唆されているものの、その正体はいまだに不明である。

暗黒物質の有力な候補のひとつにアクシオンが挙げられている。アクシオンは量子色力学において強い CP 問題を解決するために導入された Peccei-Quinn 機構によって予言される素粒子である。質量は μeV - meV 領域という広範囲に存在可能性があるとされており、多様な方法での探査が必要である。

太陽内部の核反応により生成されるアクシオンを太陽アクシオンという。太陽中心部の黒体放射光子は磁場との相互作用によってアクシオンに変換される(プリマコフ変換)。このようにして作られるアクシオンは太陽中心の温度を反映した黒体放射光子のエネルギー分布とほぼ等しく、1.3 keV の分布にな

る。また、光子が磁気双極子をもつ原子核と反応し共鳴吸収されると、脱励起する際にその特定の遷移幅のエネルギーをもつアクシオンに変換される。太陽中で同位元素のなかの磁気双極子をもつものとして ^{57}Fe はもっとも多く含まれており、 ^{57}Fe の脱励起によって 14.4 keV のアクシオンが生成される。このアクシオンが地上にある ^{57}Fe と再び反応すれば、逆プリマコフ変換により、ある確率で 14.4 keV の γ 線となって放射される (S.Moriyama 1995)。我々はとくに太陽アクシオンから得られるこの 14.4 keV の輝線を観測しようとしている。

2 新たな検出手法

T.Namba (2007) では、地上にある ^{57}Fe 薄膜を挟むようにして半導体検出器 (Si-PIN フォトダイオード) を設置することで、 γ 線を捕らえようとした。有為な検出には至らなかったが、当時もっとも厳しい質量制限 $m_a < 216 \text{ eV}$ (95% C.L.) をつけた。

14.4 keV の γ 線の放出は約 10% しかないうえに、その一部は Fe に自己吸収されてしまう。残りの約 90% は内部転換電子、またはエネルギーの低い X 線として放出されるが、これらも Fe に自己吸収され、外に出てこない (M.R.Bhat 1986)。そのため、半導体検出器では検出効率が 1% 程度と低かった。

我々はこの研究に着想を得て、熱検出器である超伝導遷移端温度計 (Transition Edge Sensor; TES 型) X 線マイクロカロリメータ (以下、TES 型カロリメータ) を用いた太陽アクシオンの検出手法を考案した。TES 型カロリメータでは、吸収体に入射した 1 つ 1 つの光子を光電効果により吸収させ、そのエネルギーを熱に変える。この熱による微小な温度上昇を超伝導-常伝導遷移端での抵抗値変化として測定する (図 1)。放出されるほとんどの成分が ^{57}Fe 自身に自己吸収されることから、 ^{57}Fe を吸収体として用いることで検出効率を高めることができる。また TES 型カロリメータは 50 mK 程度の極低温で動作させることで、高いエネルギー分解能を達成でき、S/N を上げることができる。

このような検出器を作るうえで、いくつか検討すべき項目がある。第一に、アクシオンの吸収効率を向上させるためには吸収体 Fe の量を増やし、受光面積を大きくする必要があるが、Fe の量が増えた分、熱容量が大きくなるとフォノン雑音のためにエネルギー分解能が悪くなってしまふ。第二に、TES では超伝導薄膜を使用しており、強磁性体である Fe の直近で動作させると、磁場の影響により TES の遷移特性や分光性能が変化する可能性がある。

一つ目の課題では、1 ピクセルあたりの適切な大きさを見積もり、どの程度の感度が期待できるか見積もった。二つ目の課題では、TES と Fe の位置関係による磁場の影響を調べる必要があるため、磁気シミュレーションをおこなった。また、熱シミュレーションにより検出器に熱入力があった際に得られる出力を調べ、設計の最適化をおこなった。

3 検出器に必要な受光面積

我々の TES 型カロリメータでは、これまで吸収体として Au を用いており、200 μm 角の大きさ以下であれば、入射の吸収位置依存性によるエネルギー分

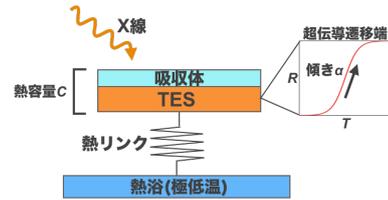


図 1: TES 型 X 線マイクロカロリメータの検出原理

解能の低下は見られない。しかし、Fe は Au に比べて比熱が大きく、熱伝導度も低いいため、Fe の量を増やすと分解能が劣化してしまう。そのため 1 ピクセルあたりの吸収体 Fe の大きさを、厚さ 10 μm で、100 μm 角と 150 μm 角の場合の感度を見積もった (図 2)。

100 μm 角の場合、64 ピクセルでは光子限界になっており、ピクセル数が増えるとバックグラウンド限界になる。150 μm 角の場合、64 ピクセルにおいてもバックグラウンド限界になる。64 ピクセルの素子を用いればアクシオンの観測可能な下限質量は 200 eV 程度に相当し、T.Namba (2007) で得られた質量制限 $m_a < 216$ eV (95% C.L.) よりも厳しい制限をつけることが可能である。すでに、従来の TES 型カロリメータにおいて 64 ピクセルの読み出し系は実現されており、アクシオン用においても実現性は非常に高い。

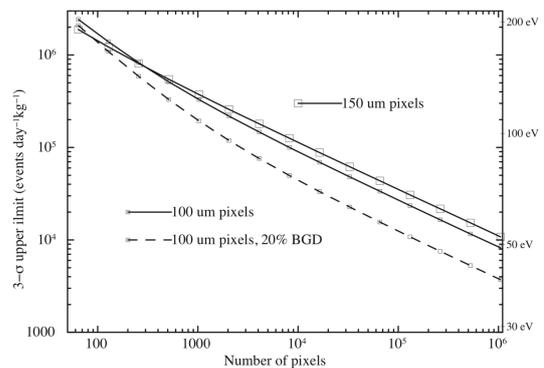


図 2: 仮定したモデルパラメータによる太陽アクシオンの 3σ 検出限界。

4 磁気シミュレーション

通常、TES 型カロリメータは磁束密度が 1 μT になるように、地磁気等を含む磁場を磁気シールドで遮蔽して動作させる。強磁性体である Fe は、地磁場を受け、磁化するため、TES に影響を及ぼすことが

考えられる。実際に、我々が TES に使用する超伝導薄膜 Ti/Au は、磁場を印加していくと、遷移温度が下がり、遷移幅が大きくなることが報告されている (Y.Ishisaki et al. 2008)。

我々が動作させる環境下において TES 型カロリメータのエネルギー分解能は半値全幅 (FWHM) で

$$\Delta E_{\text{FWHM}} \propto \sqrt{\frac{T^2 C}{\alpha}}$$

となる。ここで、 T は素子の温度、 C は素子の熱容量であり、温度が低く、熱容量が小さいほど分解能がよくなることがわかる。また α は温度計すなわち TES の感度 (図 1) を表しており、TES の抵抗値 R を用いて、

$$\alpha \equiv \frac{d \log R}{d \log T} = \frac{T}{R} \frac{dR}{dT}$$

と表される。そのため TES の遷移特性が変化すると感度 α が変化し、分解能に影響を及ぼす。また、磁化により生ずる磁場の制御は難しく、できるだけ影響を取り除くことが望ましい。

R.A.Hijmering et al. (2012) によると、TES に対して垂直方向に磁場をかけた場合は、超伝導特性に変化を与えるが、水平方向ではほとんど影響がないことが示唆されている。これまでの TES 型カロリメータでは、TES の直上に吸収体 Au を取り付けていたが、この構造では吸収体を Fe にした際に、磁場の影響をダイレクトに受けてしまう。そこで、TES と Fe を互いに横置きの構造にした場合に、Fe が与える磁場の影響を、磁気シミュレーション用ソフトウェア FEMTET を用いて推定した。

$100 \times 100 \times 5 \mu\text{m}^3$ の Fe は面に対して、地磁気程度の磁場を垂直方向と水平方向に印加すると、それぞれ最大で $150 \mu\text{T}$, $600 \mu\text{T}$ 程度の磁束密度をもつようになることがわかった (K.Maehisa 2018)。この結果をもとに、真空中に磁化した Fe を配置した際の周囲にできる磁場の大きさをシミュレーションした。図 3 中で、Fe に x 方向または y 方向に $600 \mu\text{T}$ の磁化をもたせた場合と z 方向に $150 \mu\text{T}$ の磁化をもたせた場合の 3 パターンでシミュレーションしたところ、TES の垂直方向に与える磁場の影響は、 x 方向に磁化させたときがもっとも強く、TES の位置で受ける磁束密度を $1 \mu\text{T}$ 以下にするには、Fe の端から水平

方向に $30 \mu\text{m}$ 以上離れた位置に TES の端がくるように配置すればよいことが推定された。

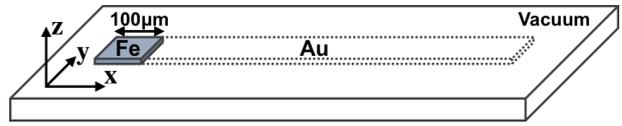


図 3: 磁化した Fe を真空中に配置。TES と Fe をつなぐ熱パスとして Au も配置してある。

5 熱シミュレーション

太陽アクション用の検出器では、吸収体を TES から離して置くことから、吸収体で変換した熱を TES へ伝えるための熱パスが必要になる。熱パスを大きくすると熱容量が大きくなり、エネルギー分解能が劣化するので、できるだけ小さくした方がよい。また、吸収体のどの位置に熱入力されるかで、出力される波形が異なり、エネルギー分解能を変化させる可能性がある。そのため出力がどのように変化し、どの程度分解能を劣化させるのか、熱シミュレーションする必要があるが、これについては今後の課題の一つである (図 4)。

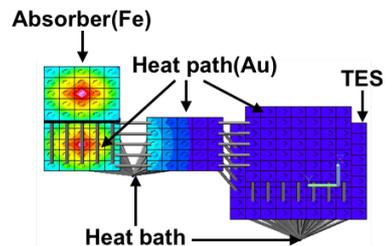


図 4: 熱シミュレーションの際に熱が伝導していくようす。

6 素子製作および特性評価

磁気シミュレーションの結果から、Fe から横に $30 \mu\text{m}$ 以上離れた位置に TES を置くことで、Fe の磁化の影響を受けないということが示唆された。これまでこのような構造の TES 型カロリメータを製作したという前例はなく、また、超伝導薄膜への磁場の影響は、薄膜の製作工程に依存するため、実際に素子を作成し、特性を評価する必要がある。ここでは、その特性評価試験の途中段階までを報告する。

TES の薄膜の作成には膜厚の制御に優れているスパッタ法を用い、Ti/Au をそれぞれ 40 nm、120 nm 程度成膜し、大きさは 140 μm 角にした。Fe と TES の間隔はシミュレーション値より長い 60 μm とし、Fe の成膜には電析法を用いた。Fe の厚みを制御することは難しく、この試験素子では、シミュレーションで想定していたより厚く、 $100 \times 100 \times 20 \mu\text{m}^3$ となった (図 5)。

この試験素子を用いて、TES に Fe の影響が及んでいないかを遷移端での抵抗値変化を見ることで確認する。希釈冷凍機を用いて 50 mK 程度の環境下において、徐々に温度を上げながら、抵抗値を読み取った。その結果が図 6 であり、吸収体 Fe をつける前に比べ、Fe をつけた後は、遷移温度が下がり、遷移幅が広がっていることがわかる。シミュレーションの結果では、磁場の影響は受けないと推定されていた距離以上に遠ざけたにもかかわらず、実物の素子では、Fe の成膜により、遷移特性が変化することがわかった。

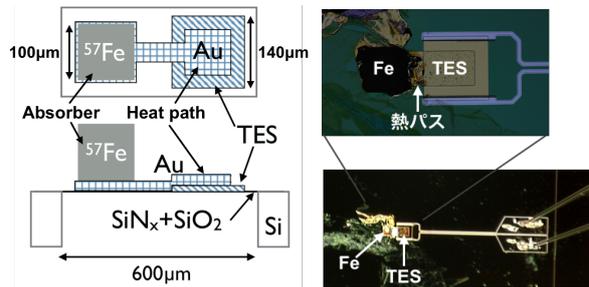


図 5: 左:太陽アクシオン探査用 TES 型 X 線マイクロカロリメータの構造模式図。右:実際に製作した TES と吸収体。

7 まとめと今後の課題

強い CP 問題を解決するためにアクシオンが予言され、暗黒物質の有効な候補とされている。なかでも我々は太陽アクシオンを検出するために、TES 型カロリメータを用いるという新たな検出方法を考案した。この方法では、Fe の自己吸収を利用することで、高い検出効率を得るとともに、TES 型カロリメータのもつ高い分解能から S/N を良くすることができる。また、多素子化することで、これまでのアクシオン

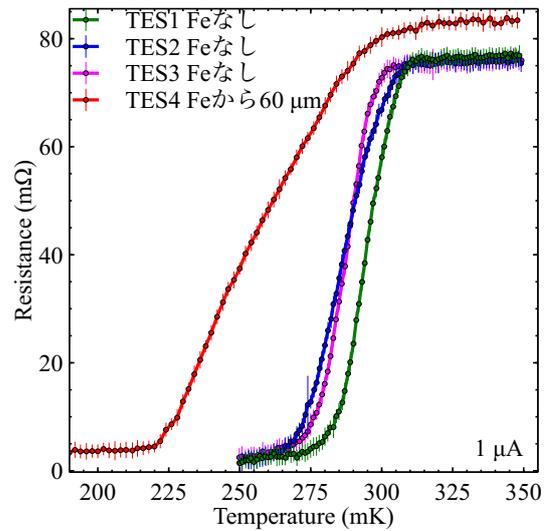


図 6: Fe の有無による抵抗値の温度依存性

の質量制限を越えることが期待できる。しかしながら、太陽アクシオン用の検出器では、強磁性体である Fe を吸収体として用いるために、TES の特性に影響を及ぼすことが考えられる。そのため、Fe と TES を横並びで 30 μm 以上離すことで改善しようとしたものの、実物の試験素子では 60 μm の距離をあけたにも関わらず、遷移特性に影響が出ていることが本研究から明らかとなった。

十分な分解能をもつ素子を作成するために、Fe 吸収体の作成方法の確立、熱シミュレーションにより検出器の構造設計の最適化が必要になってくる。また、実際の観測に向け、多素子化、キャリブレーション、観測環境の構築等、課題が残されている。

References

- S.Moriyama 1995, Physical Review Letters, 75:3222-3225
- T.Namba 2007, Physics Letters B,645:398-401
- K.Maehisa 2018, the University of Tokyo, Master's thesis
- M.R.Bhat 1986, Nuclear Data Sheets 67,195
- R.A.Hijmering 2012, Journal of Low Temperature Physics, 167:242-247
- Y.Ishisaki 2008, Journal of Low Temperature Physics, 151(1):131-137

a18

X線マイクロカロリメータ動作のため
の極低温環境と読み出し系の構築
埼玉大学大学院 理工学研究科
清水 里紗

X 線マイクロカロリメータ動作のための極低温環境と読み出し系の構築

清水 里紗 (埼玉大学大学院 理工学研究科)

Abstract

我々は次世代の X 線天文衛星搭載に向けた X 線分光器 X 線マイクロカロリメータの開発を行っている。X 線マイクロカロリメータは、入射した光子のエネルギーを素子の温度上昇として計測する検出器であり、高い分光能力 ($E/\Delta E \sim 1000$) を持つ。広がった天体に対しても性能が劣化しないことから、X 線天文学における精密分光装置として注目されている。エネルギー分光能力はカロリメータの動作温度に強く依存するため、極低温環境 (~ 100 mK 以下) を作り出すことが必要である。我々は、安定した極低温環境を作るために、断熱消磁冷凍機 (ADR) の開発を行っている。ADR は、冷媒として常磁性塩を用い、磁場を与えることでエントロピーを下げ、断熱状態にした後に磁場を取り去ることにより冷却する。重力を必要としないため、宇宙応用が可能である。我々はカロリメータの中でも温度計として超伝導遷移端温度計 (TES) を用いる TES 型 X 線マイクロカロリメータの開発を行っている。TES は、超伝導と常伝導の急激な抵抗変化を利用した温度計で、定電圧で動作させることにより、抵抗変化を電流変化として読み取ることができる。TES の電流変化はとて微小であるため、読み出しには感度の良い電流計、超電導量子干渉計 (SQUID) を用いる。本研究では、ADR の冷却性能の評価、SQUID のノイズ評価を行った。冷却において、目標温度 (~ 250 mK) には到達することができなかったが、570 mK 程度まで冷やすことに成功した。設計上の熱計算から $\sim 38 \mu\text{W}$ の熱流入があると考えられるが、実測では $600\text{-}900 \mu\text{W}$ の熱流入がある。すなわち、他の熱流入が考えられ、これが冷え切らなかった原因である。ノイズに関しては、高いノイズ ($I_N = 1 \sim 10\text{nA}/\sqrt{\text{Hz}}$) が得られた。原因として電源からの影響が考えられる。

1 Introduction

我々は、2021 年度打ち上げ予定の日本の X 線分光撮像衛星 (XRSIM)、2030 年代初頭に欧州が中心となって計画している X 線天文衛星 Athena、日本が主導しているダークパリオナサーチ衛星 Super DIOS などの将来衛星に搭載される X 線マイクロカロリメータの開発を行っている。X 線マイクロカロリメータは、入射 X 線光子の一つ一つのエネルギーを素子の温度上昇として検出する温度計である。優れたエネルギー分解能を実現し、空間の広がった X 線源の観測も可能にする。図 1 に基本構造と X 線に対する応答を模式的に示した。X 線マイクロカロリメータは吸収体 (温度: T , 熱容量: C)、熱リンク (熱伝導度: G)、熱浴 (温度: T_s) からなる。吸収体に入射した X 線光子は光電効果によって吸収されると、吸収された X 線光子のエネルギーに応じて素子の温度が少しだけ上昇する。入射エネルギー E に対する素子の温度変化は、 $\Delta T = E/C$ と書ける。この微小な温度変化

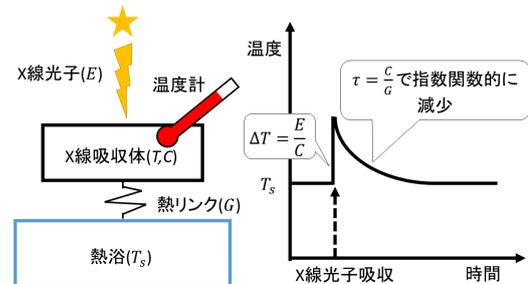


図 1: 左:カロリメータの基本構造 (篠崎 慶亮 (2002)), 右:X 線光子 (エネルギー: E) に対する応答

を温度計の抵抗変化として測定する。吸収体は、熱浴と弱い熱リンクによってつながっているため、吸収体で生じた熱は熱リンクを通じて熱浴に逃げていき、時定数 $\tau = C/G$ で指数関数的に減少し、ゆっくりと定常状態に戻る。一般的には、X 線マイクロカロリメータの原理的なエネルギー分解能の限界は、 $\Delta E_{FWHM} = 2.35\xi\sqrt{k_B T^2 C}$ と書ける。ただし、 ξ は

温度計の感度や動作条件などによって決まるパラメータである。熱容量の温度依存性を考慮すると、エネルギー分解能は温度に強く依存し、極低温（ ~ 100 mK）で非常に高いエネルギー分解能が達成される。また、温度計の感度を大きくすることもカロリメータのエネルギー分解能を改善するために重要である。

本研究では、100 mK 以下の極低温を実現させるために我々が自ら開発している断熱消磁冷凍機 (ADR) の冷却性能の評価を行った。また、温度計として用いる TES の電流変化はとても微小であり、この読み出しのために、超電導量子干渉計 (SQUID) を用いる。この SQUID のノイズが大きすぎると、入力信号を正しく読み取ることができないため、SQUID ノイズの評価も行った。

2 極低温環境構築実験のセットアップ

2.1 断熱消磁冷凍機

マイクロカロリメータを用いて、高いエネルギー分光能力を得るためには、100 mK 以下の極低温でカロリメータを動作させる必要がある。現在、 ~ 100 mK 以下の状態を作り出せる冷凍機として希釈冷凍機や断熱消磁冷凍機 (ADR) などがある。しかし、希釈冷凍機はヘリウム 3 とヘリウム 4 混合液の二層分離を利用しているため、微小重力空間の宇宙で基本的には使用できない。このため、ADR を用いて極低温環境を作り出すことが必要となる。

我々の環境では、4 K までパルスチューブ冷凍機を用いて冷却し、それ以下を ADR を用いて冷却する。ADR は常磁性体に外部磁場を与えることでエントロピーを下げ、断熱状態にした後に磁場を取り去ることで冷却する。ADR の冷却サイクルを図 2 に示す。

1. A B(等温磁化過程)-A の初期状態において磁性体に磁場はなく、スピンはバラバラの方向を向いている。磁性体を熱浴とつなげ、徐々に磁場をかける。すると、磁性体中の局在スピンの揃い、エントロピーが減少する。スピンの揃いことで磁性体に磁化熱が発生するが、熱浴へと排熱される。したがって、温度は変化しない。

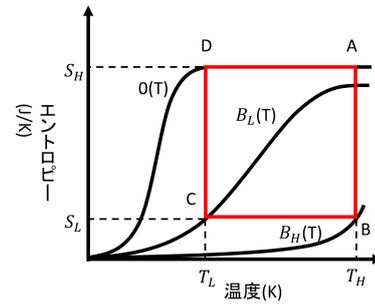


図 2: ADR サイクルのエントロピーと温度の関係。(S:エントロピー, B:磁場)

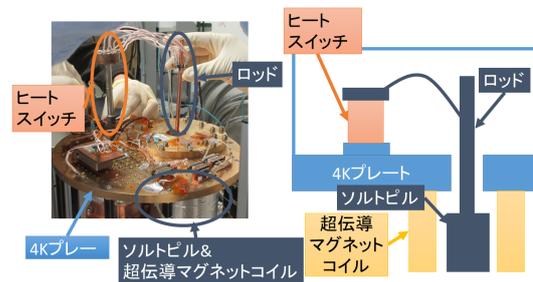


図 3: 本実験で用いた ADR とその構造

2. B C(断熱消磁過程)-今度は熱浴と断熱状態にし、少しずつ磁場を取り除いていく。断熱状態にしているため、エントロピーは変化せず温度のみが下がる。外部磁場が 0 になるまで消磁した時の温度が最低到達温度となるが、この場合温度を維持することができない。そのため、適切な目標温度となるまで磁場を減少させる
3. C D(等温消磁過程)-引き続きソルトピルは断熱状態にしておくが、ソルトピルをつるしているケブラーワイヤーからの侵入熱が存在する。この ADR への侵入熱に相当する分だけ消磁を行い、目標到達温度を維持する。
4. D A(等磁場過程)-外部磁場がなくなると、ADR への侵入熱により温度が上がり、初期状態に戻る。

本実験で用いた ADR は、図 3 に示す。4K プレート上に以下の 3 つが配置されている。

1. 常磁性体カプセル (ソルトピル)-常磁性体を封入

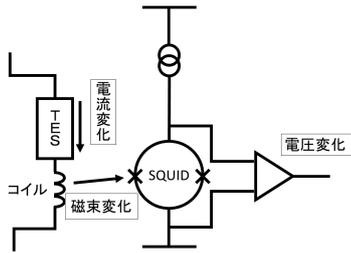


図 4: SQUID を用いた TES 型マイクロカロリメータの読み出し回路の模式図 (酒井 和広 (2012))

したカプセルで、ADR の中で低温を実現させる部分である。

2. 超伝導マグネットコイル-磁場を印加する (A B) ことでマグネット中心にセットしたソルトピルを磁化させる。
3. ヒートスイッチ-熱浴との切り離し (B C)、接続を行うことで等温状態と断熱状態を作り出す。

ソルトピルの温度計は、ロッドの先端についている。

2.2 超伝導量子干渉計

超伝導量子干渉計 (Superconducting QUantum Interference Device:SQUID) は、ジョセフソン効果を利用した素子で超伝導体でできたリングにジョセフソン接合を持ち、微小な磁場変化を検知することができる。TES の電流変化は非常に微小であるため、SQUID を微小な電流変化を測定する精度の良い電流計として用いる。ジョセフソン接合を 1 つもつものを rf-SQUID、2 つもつものを dc-SQUID と呼ぶ。本論文では、エネルギー分解能を追求するために、より低ノイズである dc-SQUID を用いる。図 4 に TES 型マイクロカロリメータの SQUID を用いた電流測定回路図を示す。SQUID の上下にバイアス電流を開けた状態で、TES の微小な電流変化によりコイルに磁場が発生すると、SQUID のジョセフソン結合を流れる電流が変化する。これにより、SQUID の上下の電圧が変化する。この電圧変化を読み取ることで、TES の電流変化を測定する。本研究で用いた SQUID は師岡 利光 (2004) の 128SAS で、設計値のノイズ

表 1: 冷却試験でのソルトピルの開始温度、最低到達温度とソルトピルへの侵入熱の実測値

| 消磁開始温度 (K) | 最低到達温度 (K) | 侵入熱 (μW) | 変更点 |
|------------|------------|-----------------------|----------------|
| 2.68 | 1.03 | ~ 860 | 配線整理 ロッドの調整 |
| 2.47 | 0.57 | ~ 560 | |
| 3.35 | 1.15 | ~ 920 | |

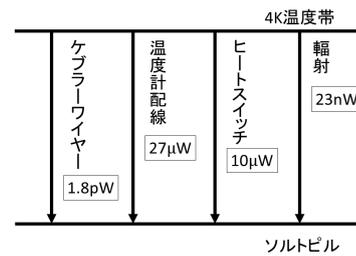


図 5: 4 K 温度帯からソルトピルへの熱流入

は $I_n = 8.4\text{pA}/\sqrt{\text{Hz}}$ である。これを 4K プレート上に設置した。

3 ADR の冷却評価

冷却性能の評価のため、条件を変えながら三回の冷却試験を行った。冷却試験のソルトピルの消磁開始温度と最低到達温度、実験から見積もられるソルトピルへの侵入熱、前回からの変更点を表 1 に示す。現段階での目標温度は、250 mK 程度であったが、今回の冷却試験では ~ 560 mK が最低到達温度となった。到達温度を制限している要因として、ソルトピルへの熱流入が考えられる。予想されるソルトピルへの各熱流入経路の計算値を図 5 に示す。計算値から予想される総熱流入量は、 $\sim 38 \mu\text{W}$ である。しかし実測では、消磁後のソルトピルの温度上昇率から $560 \sim 920 \mu\text{W}$ の熱流入があると計算できた。したがって、ソルトピルへの熱流入として考えられるもの以外からの熱流入が考えられる。他の熱流入の原因として配線がロッドに触れてしまっていること、ロッドが 4K プレートに触れてしまっていることを予想し、配線の整理、ロッドの調整を行ったが、目標の 250 mK に達するほどの大きな改善が見られなかつ

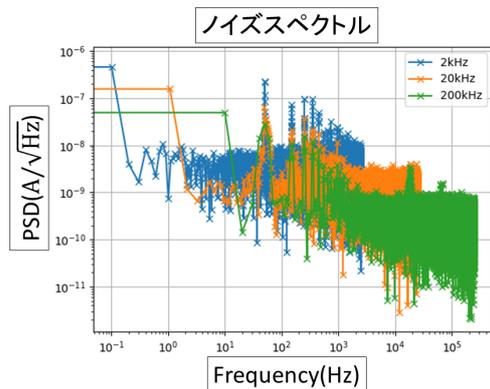


図 6: ノイズスペクトル

た。したがって、他の要因が考えられる。消磁後、ソルトピルの温度が 4K プレーットの温度を超えて上昇してしまっている。これは、4 K 温度帯の外側にある 40 K 温度帯からの輻射により 4K プレーットの蓋が温まっており、そこからの輻射熱が原因であると考えられる。

4 SQUID のノイズ評価

SQUID のノイズスペクトルの結果を図 6 に示す。SQUID にかけるバイアス電流を $20 \mu\text{A}$ とし、磁束を入力せずに行った。凡例は、ノイズスペクトルが取れた周波数帯域の最大値を表す。カロリメータの動作範囲である 1-100 kHz におけるノイズレベルが $1\text{-}10 \text{ nA}/\sqrt{\text{Hz}}$ と、設計値のノイズレベル $I_n = 8.4 \text{ pA}/\sqrt{\text{Hz}}$ より、大幅に高い結果となった。現環境では、SQUID の配線を電源のみで接地している。そのため、原因として電源等からの影響などが考えられる。

5 まとめと今後の課題

我々はカロリメータ動作のために、自分たちで安定した極低温環境を開発している。100 mK 以下を達成するために用いる ADR の冷却評価については、最低到達温度は、570 mK を達成することができたものの、目標の 250 mK に到達することができなかった。この原因とし輻射熱が原因であると考えられる。

今後、4K プレーットの蓋が外部からの輻射によって温まらないような対策をする必要がある。

SQUID ののノイズ評価については、全体を通して $1\text{-}10 \text{ nA}/\sqrt{\text{Hz}}$ と、SQUID の設計値ノイズ、 $I_n = 8.4 \text{ pA}/\sqrt{\text{Hz}}$ よりも大きいノイズとなった。原因として、電源からのグラウンドノイズが考えられる。今後、電源のノイズ対策を行う必要がある。

Reference

- [1] 酒井 和広 2012, 東京大学大学院修士論文
- [2] 篠崎 慶亮 2002, 東京都立大学修士論文
- [3] 師岡 利光 2004, 埼玉大学博士論文

a19

半導体サーミスタ型マイクロカロリ
メーター読み出し系の改良
東京大学大学院 理学系研究科
平野 航亮

半導体サーミスタ型マイクロカロリメータ読み出し系の改良

平野 航亮 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

約 1keV 以下の X 線で見えた宇宙背景放射 (SXDB) には、30 年以上も議論されているにも関わらず未解決の謎が多数存在する。たとえば X 線観測衛星の ROSAT で得られた SXDB のうち 0.4-1keV の M-band と呼ばれる帯域の強度は、活動銀河核などのローカルな構造を除くとほぼ一様である。しかし、M-band は銀河面に存在する大量の中性物質により吸収され、1kpc 程度しか透過できない。つまり、銀河面内の 1kpc 以内に M-band の強力な線源が遍在することになる。従来の CCD を用いた観測では、エネルギー分解能が 120eV と低く特性 X 線の特定が難しかった。

この問題に一石を投じたのが 1999 年に Wisconsin 大学の Dan McCammon 研究室でおこなわれた観測ロケット実験である。それによって得られた解答はさらなる謎を呼んだが、エネルギー分解能の低さやノイズのためにまだ解けてはいない。同研究室では衛星搭載も視野に入れてカロリメータの室温増幅段階における抜本的な改良をおこなった結果、要請される低雑音を達成できることが分かった。

b1

1.85m 電波望遠鏡搭載に向けた局部発振
器系による 中間周波数帯への影響調査
大阪府立大学大学院 理学系研究科
横山 航希

1.85m 電波望遠鏡搭載に向けた局部発振器系による 中間周波数帯への影響調査

横山 航希 (大阪府立大学大学院 理学系研究科)

Abstract

我々、大阪府立大学宇宙物理学研究室は長野県野辺山の国立天文台宇宙電波観測所に設置されている口径 1.85m 電波望遠鏡を開発・運用している。主に星形成の母体となる分子雲をトレースする基本的な分子である一酸化炭素の同位体 ^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O ($J = 2 - 1$) の 3 輝線で、銀河面や主要な星形成領域の観測を精力的に行ってきた。現在、我々の望遠鏡をチリへ移設する計画が進行中であり、 $\text{CO}(J = 2 - 1)$ に加えて $\text{CO}(J = 3 - 2)$ の輝線やその他の微量分子を同時観測する、広帯域な受信機の開発を進めている。この広帯域同時観測により、分子雲が高密度な領域で CO の 2 つの励起線から、温度などの物理量の解析誤差を減少させることができる。さらに、近年の観測で分子雲の広域に分布されていることが指摘されつつある微量分子の状態まで同時に観測することが可能となる。

現在の受信機では IF 帯域が 4 - 8GHz と狭帯域であるが、近年の開発により IF 帯域が 4 - 21GHz と広帯域化されており、広帯域受信機ではこれを取り入れる (Kojima et al. 2017)。これによって、多輝線を同時に観測することが可能となるが、LO 信号が IF 帯域に混入してしまうことが懸念される。例えば、225GHz の LO 信号を出力する場合、6 x 3 通倍の系を用いると、SG から $225\text{GHz}/18 = 12.5\text{GHz}$ の信号を出力する必要があるが、IF 信号には 225GHz から 12.5GHz 離れた部分にスプリアスが発生する可能性がある。このスプリアスを確認するために、広帯域な常温評価系を用いて測定を行なったところ、6 通倍器でこれを確認することができた。現在は低雑音で広帯域な SIS 受信機を用いた 200GHz 帯の冷却評価系で IF 帯域に混入するスプリアスを調査するとともに、対策案の検討を進めている。本講演では、1.85m 電波望遠鏡のチリ移設計画の概要と、LO 信号が IF 帯域に混入して発生するスプリアスの調査の経過を報告する。

1 背景

星間分子雲の凝縮から恒星誕生までの星形成過程を解明する上で、分子雲の温度や密度同位体比などの物理状態を知ることは非常に重要である。分子雲の主な構成要素は水素分子であるが、これは 10 K 程度と非常に低温である上に無極性分子であるため、電磁波を放射しない。そこで、水素分子の存在量をはじめとする主要な物理量を精度よく推定することができる一酸化炭素の同位体 ^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O の分子輝線の観測が、従来から広く行われてきた。そこで、我々大阪府立大学宇宙物理学研究室は長野県にある国立天文台野辺山宇宙電波観測所に設置している 1.85 m 電波望遠鏡を用いて、これら 3 つの 230GHz 帯 CO 分子輝線 ($J = 2 - 1$) を観測し、 CO の広域マップを作成してきた。

さらに、本望遠鏡を南米チリの標高 2500 m サイトへ移設し、345 GHz 帯 CO 分子輝線 ($J = 3 - 2$) を含めた CO 同位体 6 輝線の同時観測へ向けた広帯域受信機の開発を進めている。IF 帯域においても、従来の 4-8GHz から近年の開発により広帯域化されている 4-21GHz の系に (Kojima et al. 2017) 変更することで、 HCO^+ やその同位体など CO 以外の分子の同時観測も目指している。

2 1.85m 電波望遠鏡

我々が運用している口径 1.85m の電波望遠鏡では、カセグレン方式を採用した光学系で電波を集光し、受信機へ入射させる。この受信機で周波数を下げた後、アンプで強度を増幅する。その後、分光計

で周波数毎の強度を測定し、計算機でデータの解析を行う。



図 1: 1.85m 電波望遠鏡 (左: レドーム有り 右: 無し)

2.1 受信機システム

宇宙からの電波は非常に微弱であるため、その強度を増幅する必要がある。しかし、現在我々が観測している 230GHz 帯のような高周波を直接に低雑音で増幅する増幅器は実用化されていない。そこでこの高周波の電波をダウンコンバートして扱いやすい周波数に変換した後で、増幅器を用いて増幅するヘテロダイン方式を採用している。チリ移設後の受信機ではホーンで給電された電波を HPF と位相の合わせこみで周波数を分離する導波管回路 (FSF) を使い、230 GHz 帯と 345GHz 帯に分離する。(図 2) さらに、この 2 つの信号を FSF で高周波と低周波に分離し、SIS Mixer でダウンコンバートすることで 4 つの中間周波数 (IF) 信号を得ることができる。その信号は冷却 HEMT 増幅器 (CLNA) で増幅され、その時点での周波数は 4-21 GHz となる。その信号を常温部で再び増幅とダウンコンバートを行い 0-2 GHz の周波数に落とすことで分光計で測定が可能となる。

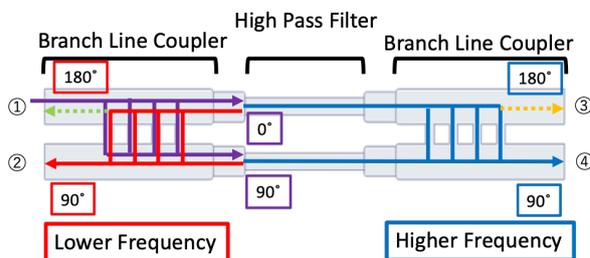


図 2: FSF 概念図

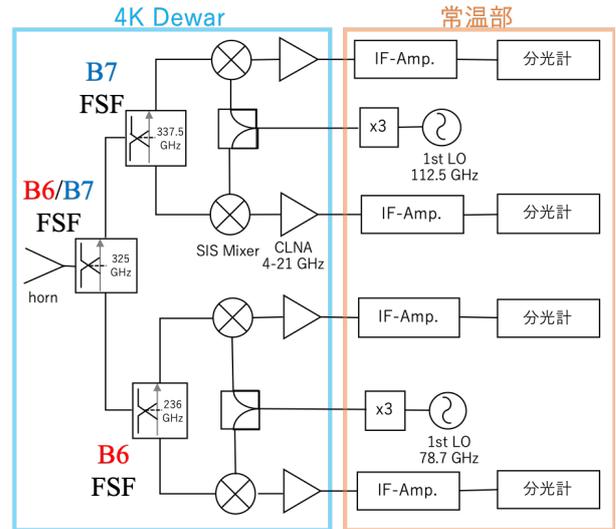


図 3: 新受信機のブロックダイアグラム

2.2 広帯域化

これまで 1.85m 電波望遠鏡では 230GHz 帯の電波を観測していたが、それに加えて 345GHz 帯の電波を観測する予定である。しかし、現在望遠鏡が設置されている野辺山では 345GHz 帯の電波を観測することができない。そのため標高が高く空気も澄んでおり 300GHz 以上の周波数を観測するのに適した環境であるアタカマの標高 2500 m サイトへ望遠鏡を移設する計画が進行中である。

我々の望遠鏡では CO 同位体 ($J = 2 - 1$, 230 GHz) の 3 輝線をこれまで観測してきたが、広帯域化によって CO 同位体 ($J = 3 - 2$, 345 GHz) の 3 輝線も加えた計 6 輝線の観測が可能となる。また CO に比べて微量である HCO⁺ などの分子は、分子雲の中でも高密度領域に存在するものと考えられてきたが、近年の観測で広域に分布されていることが指摘されつつあり、これらの微量分子も広帯域化によって一度に観測が可能となる。上記の広帯域システムとして、導波管フィルタを組み合わせた 210-375 GHz 4 帯域フィルタに加え、近年開発が進んでいる 4-21 GHz のような広帯域な IF 周波数を持った SIS Mixer (Kojima et al. 2017) を開発中である。

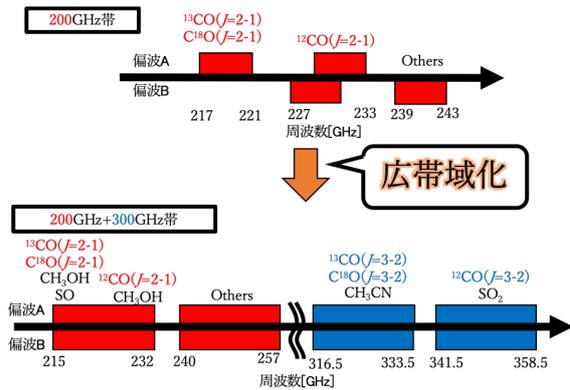


図 4: 観測帯域の広帯域化

3 局部発振器系の検討

従来、Gunn 発振器は非常に良い雑音特性を持っていることが知られており、本望遠鏡でも局部発振器として使用してきた。しかし、周波数の変更等をリモート制御で行うには不向きであることや、将来的に調達困難であるなどの問題があり、これからは通倍器を組み合わせた局部発振器系を使用する予定である。通倍器系では LO サイドバンドノイズが影響して雑音温度が高くなる傾向があり、それを確認するために、いくつかの通倍器や源振で SIS 受信機を用いて雑音温度の評価を行なっている。さらに、広帯域化によって通倍器やアンプで生じるスプリアスが IF 帯域に混入することが懸念されるため、広帯域な常温測定系を用いてそれらの調査も行った。

3.1 局部発振器系による雑音特性への影響調査

局部発振器系による雑音特性への影響を調査するために 3 種類の LO を用いて冷却測定系で実験を行った。一つは一般に雑音特性が良いとされる Gunn Osc.、もう一つは hxi 社が販売している 4 通倍器、最後に Quin Star 社が販売している 6 通倍器で Y-factor 法を行った。(図 5,6)

図 6 は横軸が SIS に流れる電流、縦軸がそれぞれの電流値での雑音温度を表したものである。それぞれの最適点での雑音温度は、Gunn Osc. で 35K、hxi 社の 4 通倍器で 40K、Quin Star 社の 6 通倍器で 65K

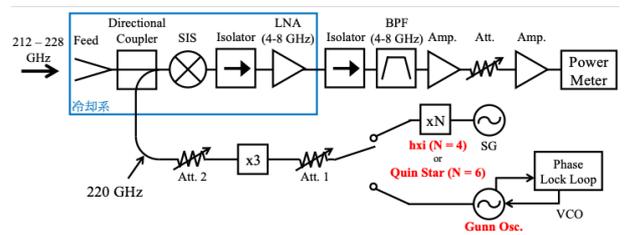


図 5: 冷却測定系のブロックダイアグラム

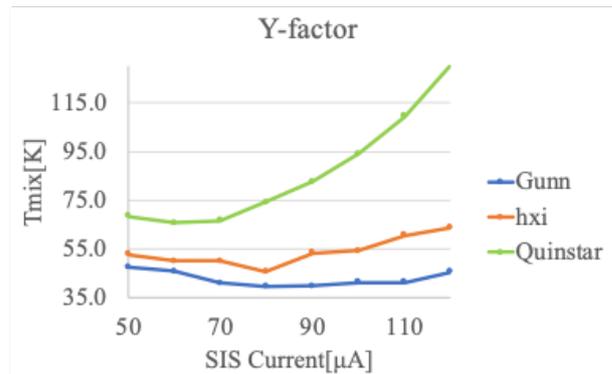


図 6: 局部発振器系での雑音温度

であった。これらから通倍次数が高ければ高いほど雑音温度が上昇する、という結果が確認できた。

3.2 局部発振器系による中間周波数帯への影響調査

今後の受信機では 4-21 GHz の広帯域な IF 周波数を持った SIS Mixer を搭載予定である。しかし、通倍器系では不要な信号が IF 帯域に混入することが懸念される。例えば、220 GHz の LO 電力を出力するのに 3 x 6 通倍を用いると 12.22 GHz の源振を用いる必要があり、これは IF 帯域内である。そこで、本実験では複数の通倍器システムのスプリアス応答を調査し、IF 帯域への影響について考察した。本実験では Gunn Osc.、hxi 社の 4 通倍器、Quin Star 社の 6 通倍器に加え、VDI 社の 6 通倍器を含めた 4 種類を用いた。通倍されたスプリアスなどの影響を確認するために広帯域 (26 GHz) な常温での測定系で実験を行った。測定は、RF 信号側に測定対象の源振、LO 信号側に正確な発振器である Gunn Osc. を用い、常温ミキサによるダウンコンバート成分をスペクト

ラムアナライザを用いて確認した。(図 7)

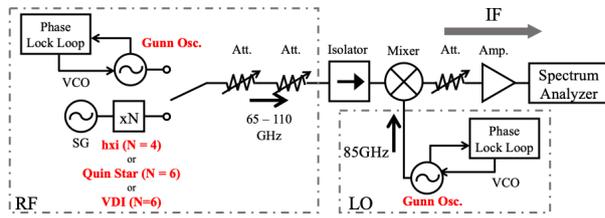


図 7: 広帯域常温測定系のブロックダイアグラム

RF に Gunn Osc. と hxi で 71 GHz を入力し、LO に 85 GHz を入力した際の結果をそれぞれ図 8,9 に示した。どちらも必要な IF 信号として 14 GHz にスペクトルを確認したが、Gunn Osc. で 21.5 GHz の原因不明のスペクトルが発生した。hxi 通倍器では 4 通倍以外の通倍数のスペクトルは確認されなかった。

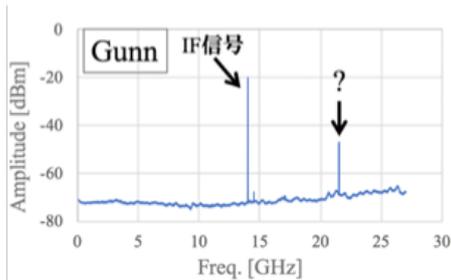


図 8: Gunn の中間周波数への影響

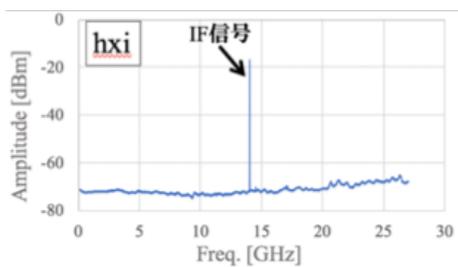


図 9: hxi の中間周波数への影響

次に、RF に Quin Star と VDI を使い、78 GHz(源振 13 GHz) を入力し、LO に 85 GHz を入力した際の結果を図 10,11 に示した。どちらも必要な IF 信号として 7 GHz にスペクトルがあることに加え、IF 19 GHz において、IF 7 GHz の信号に対して 35 dB

弱いところで不必要な応答を確認した。この周波数は LO 85 GHz + IF 19 GHz より 104 GHz に対応している。これは $104 \text{ GHz} / 8 = 13 \text{ GHz}$ であるから、この通倍器システムが 8 通倍のスプリアスを出力していることが確認できる。

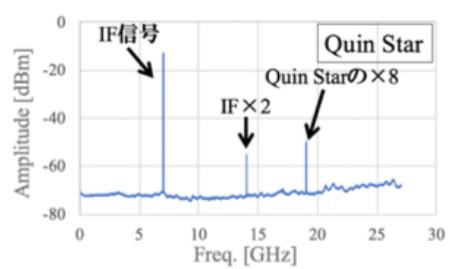


図 10: Quin Star の中間周波数への影響

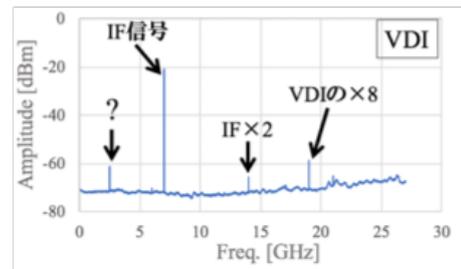


図 11: VDI の中間周波数への影響

4 まとめと今後

局部発振器系での雑音特性を冷却系を用いて確認し Gunn,hxi では雑音が低いことを確認した。また、常温系では、Quin Star,VDI でスプリアスが発生していることを確認した。今後は通倍器系での雑音の周波数特性や冷却系でのスプリアスを確認し、SIS 受信機に大きな影響を与えていた場合、フィルタなどを用いて減衰させるなどの対策を検討する予定である。

Reference

- T. Onishi et al. 2013, PASJ, 65, 78
- T. Kojima et al. 2017, IEEE, vol. 7, No. 6

b2

Small-JASMINE の星像の end-to-end シ
ミュレーション

東京大学大学院 理学系研究科

桶屋 誠人

Small-JASMINE の星像の end-to-end シミュレーション

桶屋 誠人 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

小型衛星 Small-JASMINE とは国立天文台が中心となって 2024 年の打ち上げを目指している主鏡口径 30 cm 級、質量 400kg 程度の赤外線位置観測衛星である。Small-JASMINE のミッションの概要としては主に、(1) 可視光では観測困難であり未解決なことが多い銀河系 中心核バルジ領域に対して、バルジ星およびディスクの星の視差と固有運動を測定、(2) 位置天文パラメータをカタログとして世界同時公開、(3) 銀河系探求を通じての銀河の形成と進化の解明である。またハビタブルゾーンの系外惑星の探査への利用も検討されている。Small-JASMINE では、指向観測での撮像を繰り返すことによる位置天文観測を行う。位置天文学とは星の撮像観測を行い、その観測で得た天体の天球面上での位置の時間変動 (時 系列データ) とそこから導かれる年周視差と固有運動等の位置天文パラメータを供出する天 文学の一分野である。しかし実際の星の年周視差の大きさは非常に小さいため、いかに高精度で測定できるのかが鍵となる (最終的に $20 \mu \text{ as}$ の精度を目標としている)。そのためには、衛星の歪みや不安定性などについて何がどれだけ問題になるかをシミュレーションで検討しなければならない。その一部を担当すべく私は望遠鏡が歪んでいる時にどのような PSF ができるのか、つまり衛星で天体を見ようとした時にどのように像がブレるのかの計算をおこなっている。本講演では理想的なレンズの場合と副鏡を支えるスパイダーによる光の遮りがある場合、鏡に製造誤差がある場合について行ったシミュレーションの結果を報告する。今後は温度ゆらぎなどの条件も検討しシミュレーションを行う予定である。

1 Introduction

なぜ我々人類が存在するのかという究極の問題を解明するにあたって、銀河の解明が必要不可欠である。なぜなら、恒星や惑星は銀河で生まれ育つため、銀河内のどこで生まれたか、どういった軌道を取り、どのような宇宙環境を過ごしたのか等、自らが住む銀河からの影響を複雑に受けているからである。また銀河の解明にあたっては最も身近で詳細かつ近未来に明らかにできる唯一の銀河、銀河系 (天の川銀河) の探求が鍵となる。銀河系の進化を読み解くには、巨大ブラックホールを含みダークマターが集中する銀河系中心核での力学構造とその歴史を理解することが大事である。銀河系中心領域の歴史を読み解く上での鍵となるのが、中心核バルジに今も残る様々な年齢を持つ星の分布と運動である。中心核バルジの過去は、それを取り巻くバルジやバー構造の形成時期を決めることができるなど、銀河系全体の歴史解明にも通ずる。しかし銀河中心領域は塵に覆われているため可視光などでの観測が難しい。それ

ゆえ透過率の高い赤外線波長で観測する必要がある。そのために計画されているのが赤外線位置観測衛星 Small-JASMINE である。

そこで衛星を打ち上げるにあたって、事前にテストを行い実際に目標とする精度を達成できているか確かめなければならない。地上では相対位置関係を Small-JASMINE が求める精度で一定に保った光源を用意することも、望遠鏡の小さな歪みを直接測定することもできない。そこで光学系の歪みや不安定性などについて何がどれだけ問題になるかシミュレーションによって検討を行う。

2 Methods/Instruments and Observations

瞳関数をフーリエ変換することによって PSF を計算する。製造誤差 (今回は主鏡、副鏡共に 0.1mm 平行にずれること想定) を加味するのに理想的な場合と

の位相のずれを考慮し計算する。また副鏡は主鏡の 3 分の 1 の大きさとして倍率を計算する。

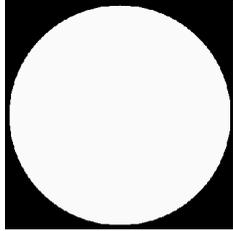


図 1: 普通の瞳関数

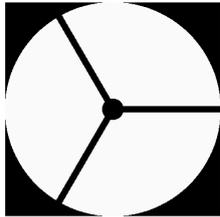


図 2: スパイダーで遮られた瞳関数

3 Results

各計算結果は下の図である。

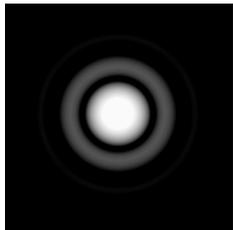


図 3: 理想的なレンズ

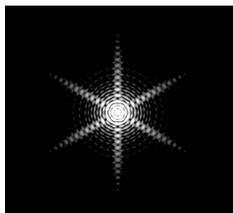


図 4: スパイダー

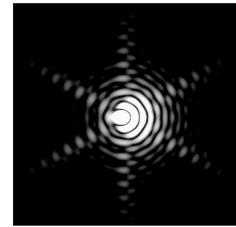


図 5: 製造誤差

4 Conclusion

理想的なレンズの場合は綺麗な円、具体的にはベッセル関数となっている。

三本のスパイダーを加味した場合、六角形の形の像となることがわかる。

また、鏡の平行移動によって像も平行移動するがそれだけでなく像の形も歪むことがわかった。

`\figref{ラベル}` でこのように参照できます (例: 図 5)。

5 参考文献

Reference

DANIEL J.SCHROEDER 2011, ACADEMIC PRESS

b3

赤外線高分散分光器VINROUGE：セラ
ミック製軸外し非球面ミラーの開発
京都産業大学大学院 理学研究科
木村 成美

赤外線高分散分光器 VINROUGE: コージライト製軸外し非球面ミラーの開発

木村 成美 (京都産業大学大学院 理学研究科 M1)

Abstract

京都産業大学神山天文台では、宇宙の分子形成史を紐解く上で重要な星間有機分子を高感度で検出することを目指した赤外線高分散分光器“VINROUGE”の開発を進めている。同装置で用いるコージライト製モノリシック反射光学系を実現するために、セラミック材コージライトの「研磨方法」と「測定方法」の確立を目指した開発研究を行っている。ロボット研磨法の確立においては、同方法を用いた球面ミラーサンプルの修正研磨によって、面精度 85.4nm(pv) を実現する面形状が得られた。測定系の開発においては、市販の干渉計に取り付けて VINROUGE の大型ミラー ($\phi = 300\text{mm}$, $f = 998.9\text{mm}$) 測定を可能にする干渉測定用タワーの開発を行っている。製作した測定タワーを用いた測定において、測定タワーを用いない場合と同等の構造関数と繰り返し測定精度が得られた。

1 イントロダクション

1.1 CH_3^+ 分子と赤外線高分散分光器

宇宙の分子形成を紐解く上で、 H_3^+ や CH_3^+ などの分子は「ピボット分子」と呼ばれ、あらゆる有機分子の形成において分岐点にあると考えられている。こうした分子は理論的に予想され (Smith et al. 1992)、1996 年に H_3^+ が発見されたものの (Geball & Oka 1996)、 CH_3^+ はいまだ発見されていない。 CH_3^+ が存在しなければより複雑な有機分子は形成されていないことになるので、その存在を観測的に確認し、かつその存在量を測定することは分子形成史の解明において極めて重要であると考えられている。複雑な分子の多くは、電波領域における回転遷移の輝線または吸収線として検出される。しかし、 CH_3^+ は H_2 と同様に対称性をもった構造 (永久双極子モーメントを持たない構造) であるため、電波領域での回転遷移は生じず、赤外線領域での振動遷移放射のみが発生する。 CH_3^+ の場合は特に C-H の伸縮遷移による $3\mu\text{m}$ 帯に多くのラインが現れると考えられている (図 1)。ただし、 CH_3^+ は存在量が少ないと考えられるため、その微弱なラインを捕らえるためには、高感度の高分散分光器が必要である。

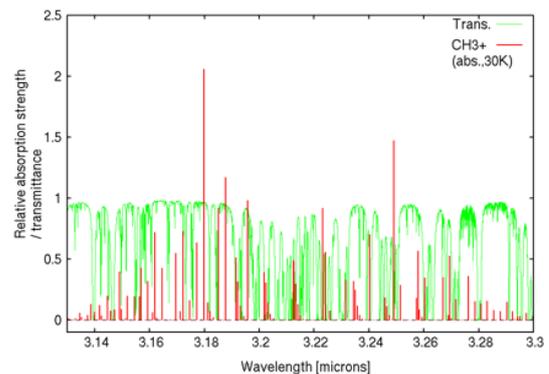


図 1: $T = 30\text{K}$ のガスからの CH_3^+ の輝線強度分布の計算結果

1.2 VINROUGE の光学系

我々のグループでは、こうした微弱なラインを S/N よく観測するための $3\mu\text{m}$ 帯の高分散分光器 VINROUGE の開発を進めている (Arasaki et al. 2016)。VINROUGE は波長 $2.1\sim 5.3\mu\text{m}$ で、Ge 製のイメージング回折格子 (Sarugaku et al. 2016) を用いることで、最大波長分解能 $R_{\text{max}} = 80,000$ を達成する観測装置である。最大の特徴は高感度であり、そのために検出器に含めた光学系のスループットは同波長帯においてこれまでに開発された分光器の中では最も高い $> 38\%$ を達成する (表 1)。VINROUGE

は軸外し非球面ミラーのみからなる冷却反射光学系を適用している。AO の使用を前提としているため、準回折限界光学系でもある。一般に、冷却光学系においては低温環境化において高いアライメント精度が要求され、その作業に非常に多くの時間と労力を要する。我々は、その手間を究極的に省くことのできる、セラミック材・コージライトを用いた「モノリシック光学系」を提案している。モノリシック光学系とは反射光学系の要素であるミラー、ミラー保持具、および光学定盤を一種類の材料のみで作成する光学系であり、相似収縮するため常温でのアライメントで性能保証がなされれば、環境温度が変化しても（低温環境下においても）、その高い光学性能が崩れず維持できるというものである。これまでも、赤外線冷却光学系用途にアルミ合金を用いたモノリシック光学系が利用されてきた。しかしながら、アルミ合金は線膨張係数 ($CET \sim 2 \times 10^{-5} \text{ K}^{-1}$) が大きいため、高次のアライメントエラー等が発生し、完全な意味でのモノリシック光学系が実現されていなかった。一方で、コージライトはゼロ線膨張ガラスに匹敵する小さな線膨張係数 ($CET \sim 1 \times 10^{-6} \text{ K}^{-1}$) を持つため、高次のアライメントエラーは、無視できるレベルになり、したがって完全なモノリシック光学系が実現できる。

表 1: VINROUGE の仕様

| 項目 | 仕様値 |
|----------|--|
| 波長域 | 2.1~5.3 μm (K,L,Mバンド) |
| 波長分解能 | 80,000 |
| スループット | >38 % |
| 装置サイズ | 600 mm \times 600 mm \times 600 mm |
| スリットサイズ | 0.13 mm \times 3.64 mm |
| ピクセルスケール | 0.07 arcsec/pixel |
| 主分散素子 | Ge製 Immersion Grating |
| 検出器 | HAWA II -2RG 5.3 μm cutoff |
| 運用温度 | 35 K |

1.3 研究目的

コージライト製の軸外し非球面ミラーの製造技術は未だ確立しておらず、VINROUGE の実現のためには、その確立が急務である。具体的には2つの克

服すべき課題がある。それらは、「ロボット研磨法による研磨方法の確立」と「ミラーの精密度測定方法の確立」である。本稿ではそれらの開発状況について紹介する。

2 ロボット研磨の開発

2.1 ロボット研磨

鏡やレンズの研磨は過去には熟練の職人にしかできないいわゆる伝統工芸と言われてきた。特に非球面の加工は難しく、機械研削によってまず近似球面を生成し、その後職人が経験を基に徐々に所望の非球面に近づける、ということが行われていた。しかし、近年の計算機制御技術の発達によって、機械を使った自動で非球面研磨を行う技術が提案されている。そうした技術の一つに「ロボット研磨」がある。「ロボット研磨」とは、工場のラインに配されているような産業ロボットを用いた新しい研磨方法である。(Tonnellier. et al. 2013) 図2に示すように複数の関節(軸)を持った垂直多関節型のロボットアームの先端に研磨パットを取り付け、それを研磨面に沿って運動させ、その滞在時間をコントロールすることによって、所望の研磨形状を実現する。利点は、ロボットという機械を用いてことによって加工が安定性すること、多関節を持つロボットの自由な駆動を用いた自由曲面の加工が可能なこと、そして加工時間と製造コストの大幅な削減が可能にあることにある。



図 2: ロボット研磨の様子

2.2 研磨試験とその結果

ロボット研磨法の高精度非球面ミラーの製作への適用性を確認するため、試験研磨を実施した。試験は、市販の球面ミラーを高面精度ミラーへと修正研磨することで実施した。使用したミラーはボロシリケート製であり、外径と曲率半径はそれぞれ $\phi 76.2\text{mm}$ と $R = 609.6\text{mm}$ であった。初期の面精度は、 $\lambda/4@632.8\text{nm}$ であった。研磨パットには直径が $\phi 8\text{mm}$ のセリウムパッド (Engis 社製) を、研磨材は酸化セリウム (同社製) を使用した。面精度の測定はフィゾー型干渉計 Zygo に球面原器を取り付けて実施した (測定波長 632.8nm)。図 3 と図 4 は、ロボット研磨によって修正したミラーの面形状測定結果と構造関数である。有効径の 90% での面精度は、研磨前の $298.5\text{nm}(\text{pv})$ に対して、研磨後は $85.4\text{nm}(\text{pv})$ まで改善していることが分かる。図 4 の構造関数には、VINROUGE に求められる典型的な構造関数も併せて示してある。研磨前は、仕様値を満たしていなかったが、研磨後は十分仕様を満たす構造関数が得られていることが分かる。

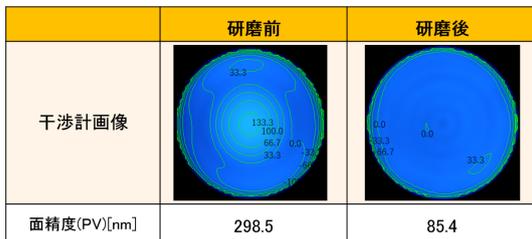


図 3: 研磨前後の面精度 (有効径の 90% 範囲において)

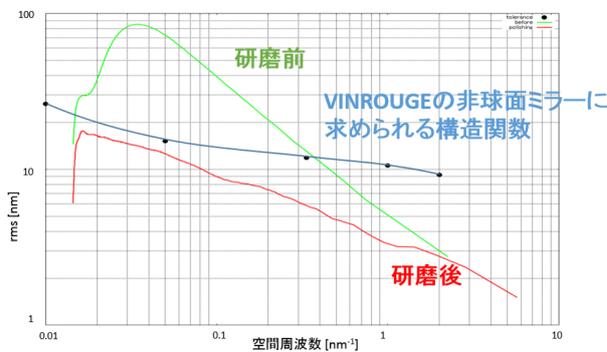


図 4: 修正研磨の前後での構造関数

3 非球面ミラー 測定システムの開発

3.1 非球面測定用タワー

ロボット研磨によって製作されるミラーは前節のように繰り返し修正研磨を実施することによって最終的に高精度ミラーが得られる。その過程においては、研磨途中の非球面ミラーの高精度な面形状測定が重要になる。現在の我々のグループが保持している干渉計は、測定系の光軸高さと光学定盤のサイズによって、測定可能な最大焦点距離と物理直径がそれぞれ $< 1200\text{mm}$ と $< 150\text{mm}$ に限られている。一方で、VINROUGE で使用する鏡の曲率半径は $R = 214 \sim 700\text{mm}$ 、サイズは $\phi 60 \sim 250\text{mm}$ を必要とするので、このままでは測定が不可能である。そこで、光学定盤上に垂直な方向に光路を展開した測定タワーを開発することを考えた。この測定タワーは、ミラーの鏡面がほぼ重力に対して平行になるので、測定結果に自重によるミラーの変形の影響を抑えることができるという利点もある。

3.2 設計および製作

図 5 は実際に製作したタワーである。また、表 2 にタワーの仕様をまとめる。タワーの実現にあたっては、コスト削減のため市販の部品・光学素子をできるだけ使用した。光路を垂直方向へと折り曲げるミラー (=フォールドミラー) の面精度は、披検ミラーの測定精度に直接影響を与えるので重要である。一方で、反射率はそれほど必要ない。有効径 $\phi 80\text{mm}$ 、面精度 $\lambda/10$ の市販のアルミ平面ミラーを用いることにした。ミラーのサイズは $F/3.3$ の光路を考えた時に、面精度が十分高いと考えられる有効径の約 20% の範囲にのみ光が当たるように決定した。その他、振動・落下防止対策のための機構や、あらゆる焦点距離のミラーの測定を可能にする高度調節機構も機能として取り入れた。

表 2: タワーの仕様

| | 項目 | 仕様 |
|-------|----------------------------|---|
| | 測定可能最大径 | 約 $\phi 560$ |
| | 測定可能焦点距離 | 約 420~1860 mm |
| | 入射ビーム F/# | 0.75、1.5、3.3 |
| 調節範囲 | センタリング調整(XY軸) | $\pm 100\text{mm}$ (X軸) $\pm 10\text{mm}$ (Y軸) |
| | フォーカス調整(Z軸) | 0~13.2mm |
| | ティルト調整(α, β 軸) | $\pm 1.3^\circ$ |
| 調節分解能 | X,Y 軸 | 0.5 μm |
| | Z 軸 | 0.5 μm |
| | α, β 軸 | 0.14'' |

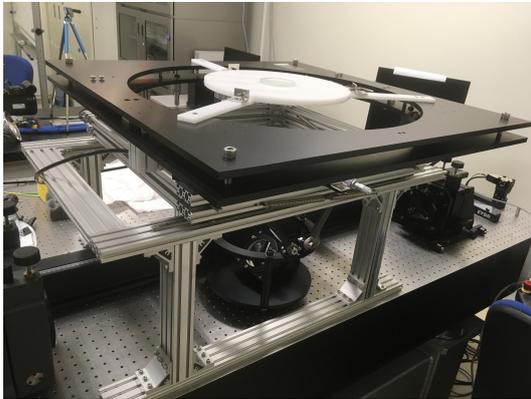


図 5: 製作した測定用タワー

3.3 性能評価

製作した補助タワーの測定精度への影響を確認するために、2 節で研磨したミラーを計測タワーを用いない場合 (= 現行の干渉計のみで測定した場合) と、測定タワーを用いた場合で測定し、両者を比較した (図 6)。有効径の 90 % での構造関数において、測定タワーを用いた場合の測定値は、用いない場合のそれに対して測定エラーの範囲で矛盾がないことが明らかになった。また、測定エラー (= 繰り返し測定精度) も有意に増加していないという結果が得られた。一方で、測定タワーを用いた場合、振動の影響で、面形状測定に系統誤差が付加される場合があることが分かった。大型ミラーにおいては、重心がより高くなるため、振動の影響をより受けやすくなる。この影響についてはより大きな ($\phi 300\text{mm}$) ミラーを用いた測定で検証を実施する予定である。さらに、

フォールドミラーの押さえ部品のねじの締め具合で、面が変形することが分かった。ネジの締め付けトルクを変化させながら、形状測定精度への影響を検証したところ、締め付けトルクを $< 0.2 \text{ cN} \cdot \text{m}$ にすることで、形状測定に問題が生じない (付加される面精度誤差 $< 6\text{nm}$) ことを確認した。こうした結果も踏まえて、今後さらなる改良を実施する予定である。

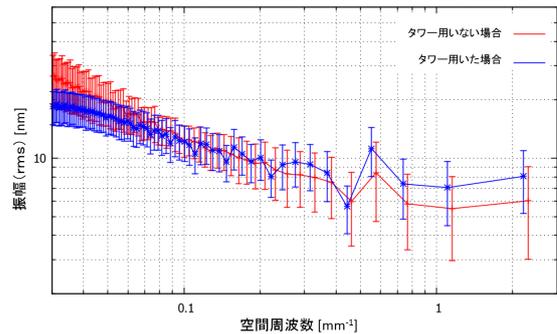


図 6: タワーを用いた/用いない場合の構造関数

References

- Smith et al. (1992), A & A, 92, 13
- Geballe & Oka (1996) Nature 384, pp.334-335
- Arasaki et al. (2016), SPIE Proc, 9908, 990875
- Sarugaku et al. (2016), SPIE Proc, 9906, 990637
- Tonnellier. et al. (2013), Proc of LAMDMAP

b4

超長時間滞空気球に搭載する広視野ガンマ線イメージャの開発

東京大学大学院 理学系研究科 物理学
専攻

峰 海里

超長時間滞空気球に搭載する広視野ガンマ線イメージャの開発

峰 海里 (東京大学大学院 理学系研究科 物理学専攻)

Abstract

我々は超長時間滞空気球に広視野ガンマ線イメージャを搭載して、高度 30km で 1ヶ月間の飛翔観測を行うことを計画している。このガンマ線イメージャは CdTe-DSD、その上に配置する符号化マスク、それらを囲むシールドで構成される。我々は気球への搭載条件という制約の下、高い分解能が得られるような符号化マスクの位置・シールドの形状・配置の最適化を行っている。今回は符号化マスクを搭載した CdTe-DSD の性能評価のため、検出器から離れた位置に数 10keV のガンマ線を放射する点線源 ^{241}Am を配置し、そのイメージを撮影した。その結果から SN 比と再構成に用いるフォトン数の関係と、それに対してノイズが及ぼす影響について求めた。

1 イントロダクション

宇宙 X 線・ガンマ線は地球大気により吸収されてしまうため、観測装置は人工衛星や気球に乗せて高い高度へ運ぶ必要がある。最近では NASA で開発された超長時間滞空気球や小型人工衛星 Cube Sat により、大型人工衛星に比べて低コスト、短い準備期間で飛翔ガンマ線観測が可能になっている。さらに気球観測の場合は飛翔観測後、検出器の回収が容易なため、実際の観測を通して検出器を改良することができる。気球や衛星を用いた観測では、搭載質量・搭載体積に制限があるため、検出器の小型化が課題である。

我々は高分解能を持つ広視野ガンマ線イメージャ実現のために、テルル化カドミウム両面ストリップ型検出器 (CdTe-DSD) の開発、検出器性能をさらに向上させるシールドと符号化マスクの開発を行ってきた。シールドは宇宙空間を飛び交う高エネルギー陽子、背景放射、大気で生成された 2 次ガンマ線等によるノイズを除去するためのものである。符号化マスクは半数のガンマ線を透過させ、残りを遮蔽するような穴が空いており、検出器の像とマスクパターンの相関を計算することで、より高精度の位置特定を可能にする。

超長時間滞空気球によるガンマ線観測、さらに改良された検出器を将来の大型衛星観測に搭載して高分解能 MeV ガンマ線観測を行うことで、BH 連星からの高温降着流、NS 連星合体残骸で生じる r-process

核からの崩壊ガンマ線放射、CXB、GRB 等の重要な宇宙高エネルギー現象を解明することが我々の目標である。本発表で述べる広視野ガンマ線イメージャは MeV ガンマ線検出器で検出される点源の同定、および多波長解析に用いられる。

2 装置

2.1 テルル化カドミウム両面ストリップ型検出器 (CdTe-DSD)

X 線、ガンマ線の検出には、無機結晶シンチレータや半導体検出器が用いられるが、半導体検出器はエネルギーあたりに生成される電子と正孔対がシンチレータより多くエネルギー分解能が高いという特徴をもつ。

図 1 にあるように、CdTe 半導体は原子番号が大きく (100 程度)、Si や Ge 等の半導体と比べて硬 X 線における検出効率が高い。またバンドギャップエネルギーが 1.44 eV と大きく (例. Ge 0.67eV)、0 度から -20 度程度の温度で動作させることができる。そのため大掛かりな冷却設備を必要とせず、ペルチェ素子等を用いてポータブルな実験系を構築できる。

CdTe 半導体は比抵抗が $10^9 \Omega \text{ cm}$ であり、電極を陽極陰極ともにオーミックコンタクトの場合、リーク電流が大きいため高いエネルギー分解能を得ることが難しい。また、ホールの寿命が短いため、ホー

ルの寄与が大きい Pt 側で低エネルギー側にテールを引く構造が現れてしまう。誘導電荷を収集するための電極として陽極側に In を使用することで、In と CdTe の接触面ではショットキーダイオードが形成され、リーク電流を低く抑えることができる。In では電極を分割することが難しいため、Al を陽極に使用することでリーク電流を抑えた大面積の両面ストリップ型検出器を実現した [1]。

今回用いた CdTe-DSD は縦 32mm, 横 32mm, 厚さ $750 \mu\text{m}$ の CdTe 半導体の両面に、幅 0.2mm の Al と Pt のストリップ電極が直交するように 0.25mm ピッチで 128 本ずつ配置したもので、16384pixel を持つ。

| 半導体 | 原子番号 | 密度 g cm^{-3} | E_{gap} eV | ϵ eV | 比抵抗 Ωcm | $(\mu\tau)_e$ $\text{cm}^2 \text{V}^{-1}$ | $(\mu\tau)_h$ $\text{cm}^2 \text{V}^{-1}$ |
|--------|----------|--------------------------|------------------------|------------------|---------------------------|--|--|
| Si | 14 | 2.33 | 1.12 | 3.61 | 10^3 | 0.42 | 0.72 |
| Ge | 32 | 5.33 | 0.72 | 2.98 | 10^2 | 0.22 | 0.84 |
| CdTe | 48/52 | 5.85 | 1.4 | 4.43 | 10^9 | $\sim 2 \times 10^{-3}$ | $\sim 1 \times 10^{-4}$ |
| CdZnTe | 48/30/52 | 5.81 | 1.6 | 4.6 | 3×10^{10} | $\sim 1 \times 10^{-3}$ | $\sim 3 \times 10^{-5}$ |

図 1: 半導体のパラメーター ([2] より引用)

2.2 符号化マスク

符号化マスクとは、X 線を遮蔽する部分と通す部分が 1:1 の割合で配置されたマスクである。検出器上に符号化マスクを配置した場合、検出器に映し出される X 線画像は複数のピンホールカメラから得られる画像の重ね合わせと考えられる。取得した画像は、符号化マスクの幾何学パターンと X 線・ガンマ線分布の畳み込みとなるため、数学的手法により画像を再構成する必要がある。

符号化マスクは小さな直径のピンホールを持つ高い角度分解能を保持したまま、ピンホールカメラより高い集光効率を持つため、X 線・ガンマ線天体のように弱い線源の撮像に対して効果的である。

符号化マスクは高い遮蔽能力と微細な開口構造を持つ必要がある。我々は 100keV 程度までのエネルギー領域に対して高い遮蔽能力を持つタングステンを素材として、数 $100 \mu\text{m}$ という微細な構造を持つマスクを開発した。符号化マスクの幾何学パターン

には様々なものがあるが、図 2 のようなランダムマスクを採用した。



図 2: ランダムマスクの写真

3 実験

気球は搭載質量・体積に制限があるため、シールドと符号化マスクの配置の最適化が課題である。そのため我々は、ランダムマスクを搭載した CdTe-DSD で、ガンマ線点線源の撮像・イメージの再構成を行い、その性能評価を行った。さらに実際の気球観測環境でのノイズを想定して、得られた検出器画像に人工的にランダムなノイズを加えたものを用意しその再構成も行った。得られたデータの解析から、符号化マスクを用いた撮像において、点線源画像を再構成するのに必要な検出光子数を計算した。

3.1 実験セットアップ

本撮像検出器は、図 3 に示すように微細な孔径を持つコーデットマスク、高い位置分解能を持つ CdTe-DSD、冷却システム、そして多チャンネル低雑音読み出しシステムから構成される。読み出しシステムは、我々が開発を行ってきた SpaceWire 標準に基づいたデータ収集装置を基本としており、FAN OUT ボードと MIO ボード、そして、SpaceWire to GigabitEther を用いて読み出されたデータは、最終的にコンピュータに蓄積される。

この検出器の性能評価のため、検出器から 610mm 離れた位置にガンマ線を放射する点線源 241Am を配置し、その撮像を行った。撮像実験の条件は、ペルチェモジュールを用いておよそ -20.0°C まで冷却しておりバイアス電圧は 150V を印加している。

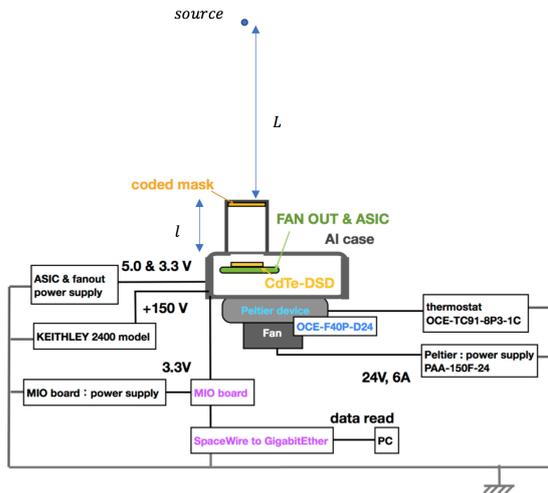


図 3: 実験のセットアップ ([3] より引用)

3.2 画像再構成法

検出器データは図 4 のようにコーデットマスクの「hole」を通ってきたものが蓄積したものである。検出器側からスカイ平面を見た時に、検出器の位置とスカイの位置を結ぶベクトルを考え、そのベクトルとコーデットマスク平面の交点を求めることでコーデットマスクの要素が「hole」、あるいは「block」であるかが決まる。このとき、適切な重み要素を掛けることでスカイ平面にバックプロジェクションを行うと、右図の赤線のようにソースの存在する領域ではデータが蓄積する。一方、ソースのない領域では黒線のように「hole」「block」の重み要素により打ち消し合うことになる。

コーデットマスクによる撮像手法で得られる検出器画像は線源自身の画像ではない。画像再構成の手法はいくつかあるが、今回は相関法 (Balanced Correlation Method) を用いる。相関法のアルゴリズムを以下に記す。検出器画像要素を $D(i, j)$ 、マスク要素を $M(m, n)$ とする。 ($0 \leq i \leq 128, 0 \leq j \leq 28$)

、 ($0 \leq m \leq 935, 0 \leq n \leq 935$)。

1. 検出器画像の 1 要素 ($250\mu\text{m} \times 250\mu\text{m}$) を選びその内部で一様乱数を 100 回ふり、要素内の位置を決める。
 2. マスクの 1 要素 ($50\mu\text{m} \times 50\mu\text{m}$) を選びその内部で検出器と同様に一様乱数を 100 回ふり、マスク要素内の位置を決める。
 3. 検出器要素の位置とマスク要素の位置を結ぶベクトルを作り、スカイ平面とベクトルの交点よりスカイ要素の位置を決定する。
 4. 検出器要素の値は「カウント数/乱数を振った回数」であり、マスク要素は開口部であれば「1」、遮蔽部分であれば「 $-f$ 」の重み付けを検出器要素の値に掛け、スカイ要素に加えることでスカイ画像を構成する。このとき f は開口率 1 である。
- 以上の 1~4 までの手順をすべての検出器画像要素とマスク要素について行う。

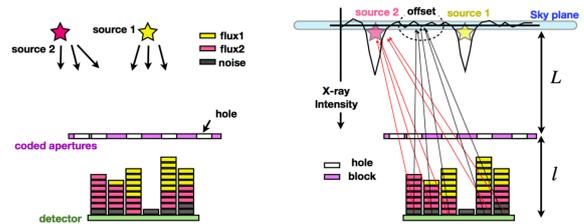


図 4: 相関法の原理 ([3] より引用)

4 結果

10-25keV のガンマ線を用いて再構成した画像を図 6 に示す。1、2、3、4 はそれぞれ、50、100、500、1000 個の検出光子を用いて画像を再構成した結果である。それぞれの画像において、(点線源の中心が含まれる bin のカウント数) を (点線源を除いた範囲のノイズカウント数の標準偏差) で割った値 (SN 比に相当) を表 1 に示す。

図 6 の 1、2、3、4 は 10-25keV のフォトン を 1000 個使って得られた検出器画像に、ランダムなノイズをそれぞれ 0、1000、2000、3000 個加えた画像を再構成した結果である。それぞれの画像において、(点線源の中心が含まれる bin のカウント数) を (点線源

を除いた範囲のノイズカウント数の標準偏差) で割った値 (SN 比に相当) を表 2 に示す。

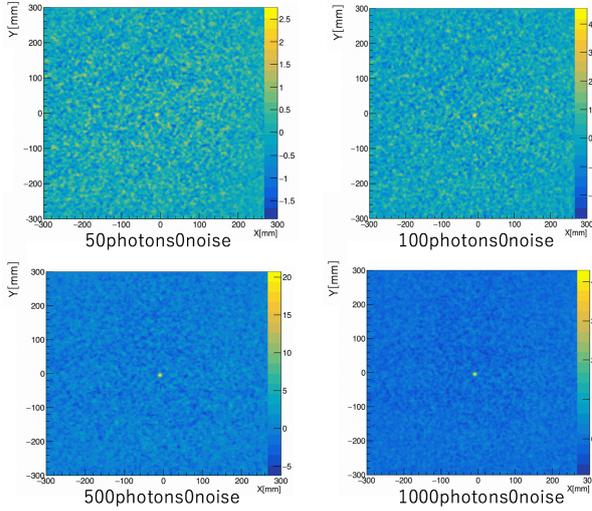


図 5: 結果 (人工的ノイズ無し)

表 1: SN 比 (人工的ノイズ無し)

| photon 数 | signal 振幅/noise 標準偏差 |
|----------|----------------------|
| 50 | 2.00 |
| 100 | 2.36 |
| 500 | 4.82 |
| 1000 | 7.14 |

表 2: SN 比 (人工的ノイズあり)

| noise 数 | signal 振幅/noise 標準偏差 |
|---------|----------------------|
| 0 | 7.14 |
| 1000 | 4.53 |
| 2000 | 3.79 |
| 3000 | 3.43 |

10-25keV の光子を使って再構成したときの SN 比 (表 1) を見ると、photon 数が多いほど SN 比が大きくなるのが分かる。これに人工的にノイズを加えたときの SN 比 (表 2) を見ると、noise 数の増加とともに SN 比が小さくなっていることが分かる。

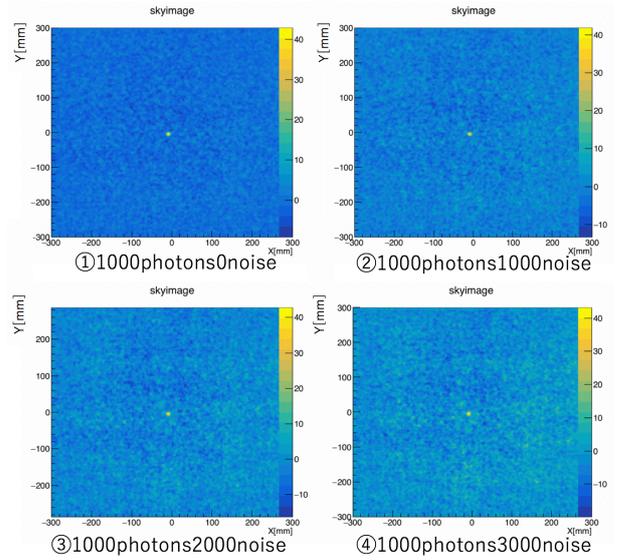


図 6: 結果 (人工的ノイズあり)

5 参考文献

- [1] Tadayuki Takahashi, et al. High-resolution Schottky CdTe diode detector.
- [2] Kento Furukawa. Evaluation of Spectral and Imaging Performance of CdTe Semiconductor Double-sided Strip Detectors for Rocket Experiments to Observe the Sun. Master's thesis, the University of Tokyo, 2019
- [3] 東郷淳 . Development of a Compact Coded Aperture-Imager for Hard X-ray Applications Utilizing a Cadmium Telluride Double-sided Strip Detector. Master's thesis, the University of Tokyo, 2014

c1

ペルチェ素子を用いた X 線 CCD の冷
却システムの構築

関西学院大学大学院 理工学研究科

鎌田 恭彰

ペルチェ素子を用いた X 線 CCD の冷却システムの構築

鎌田 恭彰 (関西学院大学大学院 理工学研究科)

Abstract

現在, 宇宙には他の銀河と衝突を繰り返すことによってあらゆる大きさに成長してきた銀河が存在している. しかしこの成長のメカニズムは現代物理学で説明できない部分が存在し, その一例に銀河中心に存在すると言われる大質量ブラックホール (BH) の衝突合体がある. このメカニズムを解明するために超小型衛星 ORBIS の開発が首都大学東京を中心に行われている. ORBIS の目的は 2 つの BH が連星を成し回転している状態にあるバイナリブラックホール (BBH) と呼ばれる天体の探査である. ORBIS の観測対象波長域は X 線であり, 観測機器として X 線 CCD が用いられる. 一般に, X 線 CCD には X 線が入射していない状態でも流れてしまう温度依存性を持つ電流が流れる. よって, 精度の高い観測を行うには CCD の冷却は不可欠である. 本衛星の素子の冷却には小型衛星ゆへの電力の制限を考慮し, ペルチェ素子を用いる. 本研究では, 衛星搭載 CCD の冷却システムを設計, 構築するため, 市販のペルチェ素子を用いて, 実験室においてその性能を評価する実験を行った. 本実験では 10^{-3} Pa 程度の真空中に引いたチェンバー内にヒートシンクを設置し, その上にペルチェ素子, アルミブロック, CCD の順で設置し冷却を行った. ヒートシンクには, チラーで外部から -20°C の冷却水を循環させ, 温度測定には K 熱電対を用いた. ペルチェ素子は FerroTec 社製の 2 段式ペルチェ素子 2020/157/070B を用いて実験を行った結果, CCD 上面の最高到達温度 -76°C を達成し, 測定環境の改善により目標温度 -80°C を達成する見通しがたった.

1 イントロダクション

1.1 超小型 X 線天文衛星 ORBIS

ORBIS (ORbiting Binary black-hole Investigation Satellite) は首都大学東京主導で開発が行われている超小型 X 線天文衛星である. ORBIS の外観を図 1 に示す. 観測帯域は X 線で, 検出器には X 線 CCD が搭載される予定である. 連星ブラックホールによる X 線光度の周期的変化の観測を長期的に行い, 連星回転しながら接近している 2 つのブラックホールがある距離以上で接近ができなくなるというファイナルパーセク問題を解決することで銀河の合体成長のメカニズムを解明することを目的としている. ORBIS は小型衛星ゆえ一つの観測対象を長期的, 独占的に行うことができるというメリットがある.

1.2 CCD 素子

CCD は現在の X 線天文分野における標準的な焦点面検出器で, 高い空間分解能と中程度のエネルギー

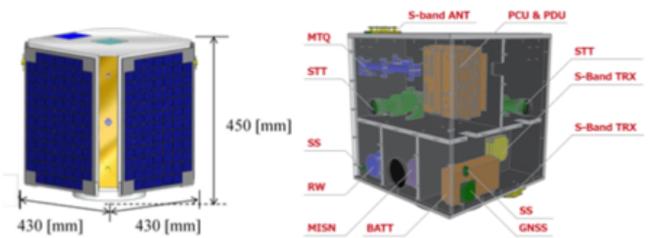


図 1: (右)ORBIS 外観. (左)ORBIS 内部. CCD は図の MISN 部に搭載される.

分解能を同時に実現する. フレームの読み出しに数秒を要する点は問題にならず, ORBIS に搭載される予定の CCD 素子は, 浜松ホトニクス社製の P チャンネル背面照射型の素子である. 大西らによって -80°C まで冷却することで, 暗電流を十分低減できることがわかっている. BBH の増光や周期的光度変化を観測する目的には最適の検出器といえる.

1.3 暗電流

CCD が X 線を検出したときに出力される波高値のヒストグラムはある幅を持った Gauss 関数で近似される。この幅は生成される電子数の揺らぎと様々な要因によって発生するノイズによって決定される。その一つに X 線の入射がなくても流れてしまう電流である、暗電流がある。暗電流の発生要因として

- Si/SiO₂ 界面での表面準位による熱励起
- 空乏層内での熱励起
- 中性領域での熱励起とその拡散

が挙げられる。この中で支配的な要因は界面での熱励起であるが、いずれも Si 中の不純物や格子欠陥によって作られたエネルギー準位を經由して、価電子帯の電子が熱エネルギーを得て伝導帯へ励起されることにより発生する。よって素子を冷却することで低減することができる。暗電流と温度の関係は次の式で表される。

$$(\text{暗電流}) = T^{1.5} \exp\left(-\frac{E_g}{2kT}\right) \quad (1)$$

ここで、T は絶対温度、 E_g はバンドギャップエネルギー、 k_B はボルツマン定数である。また、暗電流と温度の関係のグラフを図 2.2 に示す。X 線観測装置は

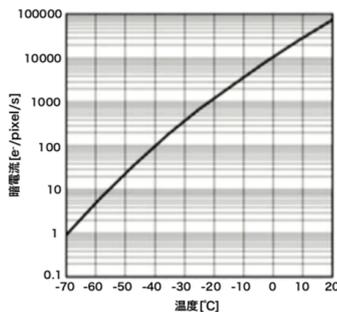


図 2: 暗電流と温度の関係

遠方の天体からの微弱な信号を検知する。よって、熱による雑音を検出性能に大きく影響するため、なるべく低温に冷却する必要がある。

2 実験装置

2.1 チェンバー内部

チェンバー内部に設置した、冷却システムの概念図を図 3 に示す。冷却システムは上から CCD, AI ブロック

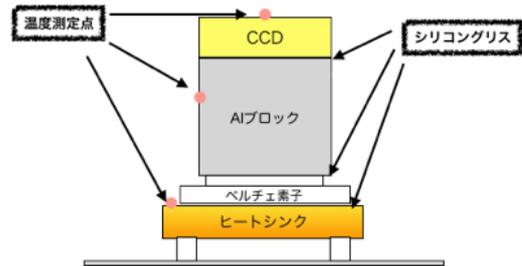


図 3: チェンバー内部

ク、ペルチェ素子、ヒートシンクで構成される。ヒートシンクには外部からチラーを用いて -20 °C の冷却水を循環させている。また、チェンバー内部は真空ポンプで 10⁻³Pa にし結露による水滴の付着を防いでいる。温度測定点は CCD 上面, AI ブロック側面, ヒートシンクの 3 点で K 熱電対を D-sub15 ピン端子と接続することで外部のデータロガーでデータを測定している。熱電対は、測定対象との接触面積を増やすために、軟らかいインジウムシートでくるみ、カプトンで固定し、外部からの輻射による影響を防ぐためにその上から Al テープを貼り付けた。

2.2 ペルチェ素子

ペルチェ素子は n 型、p 型半導体を金属で接合したものである。図 3.1 のように直流電圧を印加すると n 型半導体から p 型半導体に向かって電流が流れる。これにより、p 型半導体のキャリアである正孔は電流と同じ方向に移動し、n 型半導体のキャリアである電子は電流と逆向きに移動する。結局、ペルチェ素子では同方向にキャリアが移動することになるので片面の金属部が吸熱源、もう一方の面が放熱源となるように熱の移動が行われる。これをペルチェ効果という。ペルチェ素子の低温側に負荷を、高温側に放熱器を設けた場合、ペルチェ効果により単位時間に吸収さ

れる熱量 Q_D は低温側温度を T_c [K]、電流を I [A] とすると

$$Q_D = (\alpha_p - \alpha_n)T_c \times I \quad (2)$$

となる. ここで α_p, α_n は p 型, n 型ペルチェ素子のゼーベック係数である. 実際に吸収される熱量は, 素子自身で発生するジュール熱, 高温側から低温側への熱伝導によって減らされる. ペルチェ素子の抵抗を R [Ω] とすると, 素子自身で発生するジュール熱は

$$Q_R = R \times I^2 \quad (3)$$

熱伝導により失う熱量は

$$Q_K = (K_1 + K_2)(T_h - T_c) \quad (4)$$

ここで K_1 は素子自身, K_2 は空気によるコンダクタンスである. よって正味の吸熱量は

$$Q = Q_D - Q_R - Q_K \quad (5)$$

となる.

本実験で使用したペルチェ素子の仕様を図 3 に示す. 使用したペルチェ素子は FerroTec 製の 2 段式ペルチェ 2020/157/070B である.

| | |
|---|---|
| メーカー | Ferro Tec |
| 型番 | 2020/157/070B |
| 最大電流 I_{max} (A) | 7.0 |
| 最大電圧 V_{max} (V) | 17.3 |
| 最大温度差 ΔT ($^{\circ}\text{C}$) | 106 |
| サイズ (mm) | 上段: 20.0 \times 20.0 下段: 39.7 \times 39.7 全体の高さ: 6.65 |

図 4: 使用したペルチェの仕様

3 実験結果

測定結果を図 5 及び図 6 に示す. ΔT とはヒートシンクと CCD 上面の温度差のことである. 冷却水がチラーから真空チェンバー間で循環する際, 循環に用いたホースは周囲の環境と接しているため, 環境からある程度の吸熱をする. よって, ヒートシンク温度は -15°C で安定した. また, グラフの不規則な温度変

化はペルチェ素子に供給する電力値を変化させたときに発生している. これはペルチェの放熱の影響を受けて, 温度が上昇しているからであると考えられる. 最終的に, ペルチェ素子に電圧 13.0V, 電流 6.77A を印加することによって CCD 上面温度 -75.97°C を達成した.

| V (V) | I (A) | T ($^{\circ}\text{C}$) | ΔT |
|-------|-------|--------------------------|------------|
| 0.0 | 0.00 | -8.15 | 0.00 |
| 1.0 | 0.47 | -19.11 | -10.96 |
| 2.0 | 0.90 | -28.15 | -20.00 |
| 3.0 | 1.39 | -35.72 | -27.57 |
| 4.0 | 1.88 | -43.64 | -35.49 |
| 5.0 | 2.43 | -46.60 | -38.45 |
| 6.0 | 2.99 | -54.68 | -46.53 |
| 7.0 | 3.53 | -59.11 | -50.96 |
| 8.0 | 4.11 | -63.24 | -55.09 |
| 9.0 | 4.67 | -66.83 | -58.68 |
| 10.0 | 5.22 | -69.73 | -61.58 |
| 11.0 | 5.76 | -72.22 | -64.07 |
| 12.0 | 6.28 | -74.44 | -66.29 |
| 13.0 | 6.77 | -75.97 | -67.82 |

図 5: 電力と温度差

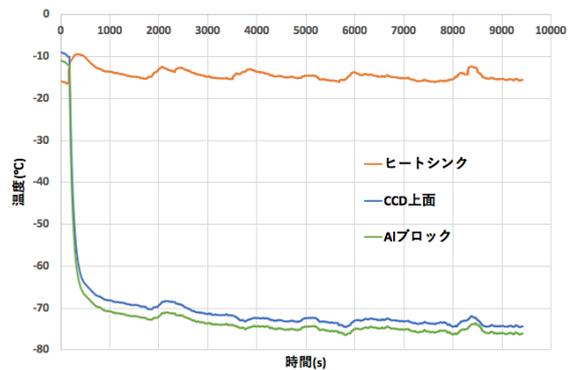


図 6: 測定結果

4 まとめと今後の展望

本研究では超小型衛星搭載用 X 線 CCD の冷却システム開発を目的として, 汎用のペルチェ素子を用いた真空下での冷却システムの構築を行った. その結果, 現段階のシステムで衛星搭載時には高温側を -20°C にする設計を検討しており CCD を最大 -75.97°C までの冷却が可能であることが確認された. 今後の展望として

- ヒートシンクの改良
- 循環冷却水の低温化

が挙げられ, これらを行うことにより CCD 上面温度-80 °Cを達成できる見通しが立った.

5 参考文献

作山幸樹 修士論文 2016 首都大学東京
大西里実 修士論文 2018 大阪大学

c2

CMOS イメージセンサを用いた X 線分
光性能の研究
関西学院大学大学院 理工学研究科
由比 大斗

CMOS イメージセンサを用いた X 線分光性能の研究

由比 大斗 (関西学院大学大学院 理工学研究科)

Abstract

天文学は科学の中でも古来より発達し続けている学問の一つである。それは、「なぜ宇宙は現在の姿をしているのか」という究極的な答えを求める学問であるとも言える。20 世紀初めまでは、天文学での観測は可視光のみであった。というのも、宇宙からの X 線は大気により吸収されるため、観測が困難であるからである。X 線天文学はまだ日が浅く、1962 年に Riccardo Giacconi らが初めて太陽系外の天体からの X 線を発見したことから始まる。従来は、ガスの電離を利用した比例計数管を用いて X 線を観測していたが、1993 年に打ち上げられた日本の 4 番目の X 線天文衛星である ASCA に、半導体検出器である X 線 CCD を搭載したのを機に、X 線 CCD は X 線天文分野における標準的な検出器となった。

1 Introduction

X 線 CCD は信号電荷を転送するのに数 sec 程要するため、時間分解能に乏しい。そこで、X 線 CCD と同等の空間分解能を持ち、また X 線 CCD に比べて 1000 倍程度良い時間分解能を持つ可視光用の CMOS イメージセンサに注目した。近年、読み出しノイズが $1\ 2e^-$ と非常に低ノイズな CMOS イメージセンサが開発された。本研究では可視光用 CMOS イメージセンサのエネルギー分解能と空乏層厚を調べ、X 線 CCD に代わる観測装置としての可能性を検証する。また、今回用いた素子のピクセルサイズは非常に小さく、CCD で用いる分析プログラムでは対応できないので、Python で分析プログラムを作成した。

線源との距離は、できるだけイベント数を稼げ、かつパイルアップしない程度の距離である 0.5cm とした。露光時間は 0.005sec とし、97 フレームのデータを取得した。本実験で用いた Andor 社製の CMOS イメージセンサの諸元を表に示す。

表 1: CMOS イメージセンサの諸元

| model | Zyla 5.5 |
|--------------------|-----------------------------------|
| sensor type | Front Illuminated Scientific CMOS |
| active pixels | 2560 × 2160 |
| sensor size | 16.6 × 14.0mm |
| pixel size | 6.48 × 6.48 μ m |
| pixel readout rate | 200 or 500 MHz |
| data range | 12-bit and 16-bit |

2 Methods

2.1 実験

実験セットアップを図に示す。本実験では X 線源である Fe^{55} , Co^{57} , Cd^{109} からの X 線を直接 CMOS イメージセンサに照射し、測定データを CameraLink を通じてワークステーション (WS) に転送した。また、別途、バックグラウンドデータ用に線源を置かずデータを取得した。CMOS イメージセンサは可視光に感度があるため、外部の光を遮断する必要があったので、ステンレス製の治具を使用し、光が入らないように遮光して測定を行った。また、素子と X

実験装置図を示す。

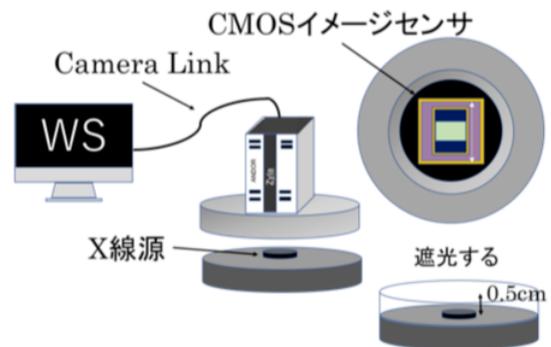


図 1: 実験装置図

2.2 データ分析の流れ

2.2.1 バックグラウンドの分析

1. 各ピクセルの平均値を求める。
2. バックグラウンドの分布からイベント抽出で用いる閾値 `event_th` と `split_th` を決める。

2.2.2 イベント抽出

1. 線源のデータからバックグラウンドの平均値を差し引く。

2. 差し引いたデータから X 線イベントの部分を出す。

中心の PH が周りの $9 \times 9 - 1$ ピクセルのものよりも大きく、`event_th` よりも大きいとき、そのピクセルをイベントの中心とした。

3. 漏れた分を適切に足し合わせる (PHasum)
イベントの中心の周りのピクセルの PH のうち、`split_th` よりも大きいものをイベントの中心から漏れた PH とした。この際、理想的に以下のことが成り立つ。

$$\begin{aligned} \text{光子のエネルギー} &\propto \text{PHasum} = \text{中心の PH} \\ &+ \sum \text{漏れたピクセルの PH} \end{aligned}$$

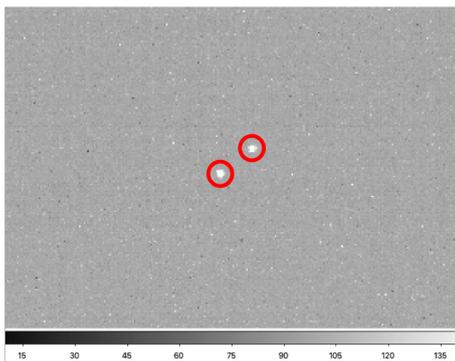


図 2: 取得したイベントのイメージ

2.2.3 スペクトル作成とフィッティング

1. スペクトルとして、PHasum のヒストグラムを作成する。

2. 作成したスペクトルを適当な関数でフィッティングする。

2.2.4 校正直線の作成、エネルギー分解能の計算

1. スペクトルの輝線の中心と対応するエネルギーを一次関数でフィッティングし、エネルギーと ADU の比例定数を調べる。

2. 輝線の半値幅に比例定数を掛けてエネルギー分解能を求める。

3 Results

3.1 バックグラウンド

取得したバックグラウンドのスペクトルは次のようになった。

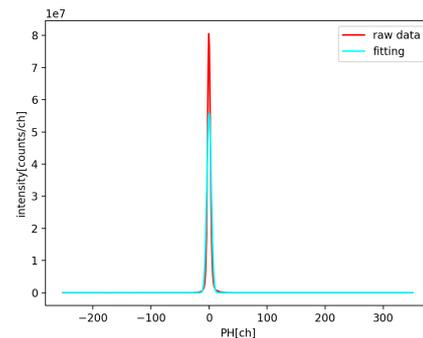


図 3: バックグラウンドのスペクトル (lin)

フィッティングカーブは平均値と標準偏差をパラメータとするガウシアンである。バックグラウンドの標準偏差 σ は 3.8ch であった。`event_th = 10\sigma` としたときの Fe^{55} のスペクトルは次のようになった

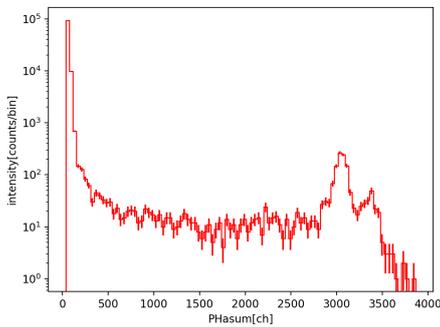


図 4: Fe⁵⁵ のスペクトル (event_th = 38)

輝線を示すイベントよりも低チャンネルのイベントが多く検出された。これらの低チャンネルイベントをいくつか確認したところ、全てシングルイベントだったので、バックグラウンドの揺らぎによって event_th を超えて、イベントと誤認定されたものと判断した。

これらの低チャンネルイベントをなるべく少なくするためには適切に event_th を上げるのが望ましいと考え、バックグラウンドの確率分布をスケールした t 分布でフィッティングし、次のように定めた。

$$\int_{-\infty}^{\text{event_th}} \frac{\Gamma(\frac{\nu+1}{2})}{\sigma\sqrt{\nu\pi}\Gamma(\frac{\nu}{2})} \left(1 + \frac{(x-\mu)^2}{\nu}\right)^{-\frac{\nu+1}{2}} dx$$

$$= \frac{1}{\text{ピクセル数} \times \text{フレーム数}}$$

同様に、split_th も以下のように定めた。

$$\int_{-\infty}^{\text{split_th}} \frac{\Gamma(\frac{\nu+1}{2})}{\sigma\sqrt{\nu\pi}\Gamma(\frac{\nu}{2})} \left(1 + \frac{(x-\mu)^2}{\nu}\right)^{-\frac{\nu+1}{2}} dx$$

$$= \int_{-\infty}^3 \frac{1}{\sqrt{2\pi}} \exp\left(-\frac{1}{2}x^2\right) dx$$

$$\approx 1.3 \times 10^{-3}$$

このとき、event_th と split_th は以下のようになった。

$$\text{event_th} = 412\text{ch}$$

$$\text{split_th} = 15.4\text{ch}$$

(1)

また、フィッティングは次のように行った。

1. PH を小さい順に横軸に、1/サンプル数から 1 までを等分にとったものを縦軸とした散布図を作成する。

2. スケーリングした t 分布の累積母関数で散布図をフィッティングする。

この手法のフィッティング結果を示す。

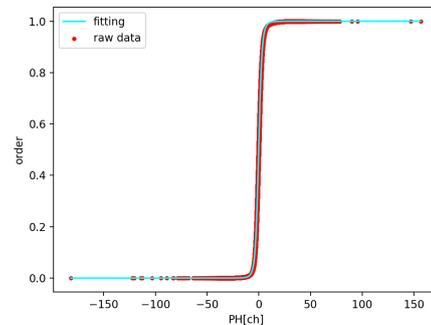


図 5: バックグラウンドのフィッティング

この手法で閾値を定めたときのスペクトルを示す。

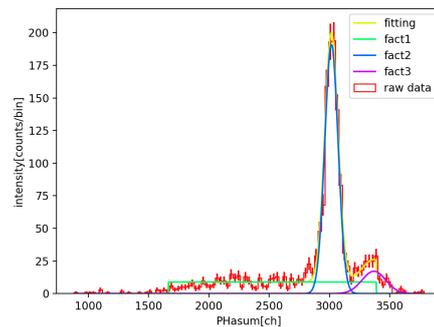


図 6: Fe⁵⁵ のスペクトル

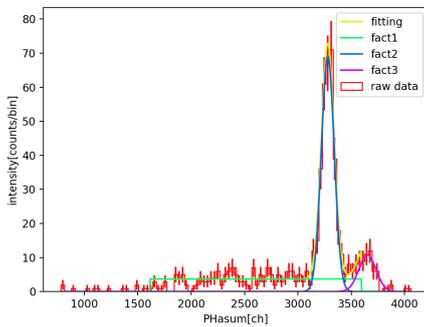


図 7: Co^{57} のスペクトル

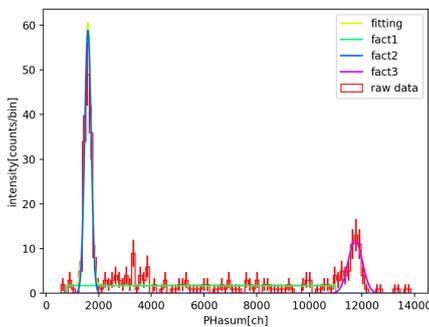


図 8: Cd^{109} のスペクトル

スペクトルのフィッティングもバックグラウンドと同様に行った。但し、フィッティングする分布は一様分布と正規分布 2 つとし、以下のようにした。

$$f(x) = (1-g_1-g_2)U(x; \alpha, \beta) + g_1N(x; \mu_1, \sigma_1) + g_2N(x; \mu_2, \sigma_2)$$

とした。ただし、 $U(x; \alpha, \beta)$ について、 $\alpha \leq x \leq \beta$ のとき、

$$U(x; \alpha, \beta) = \frac{1}{\beta - \alpha}$$

それ以外するとき、

$$U(x; \alpha, \beta) = 0$$

$N(x; \mu, \sigma)$ について、

$$N(x; \mu, \sigma) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} \exp\left(-\frac{(x - \mu)^2}{2\sigma^2}\right) dx$$

校正直線は次のようになった。

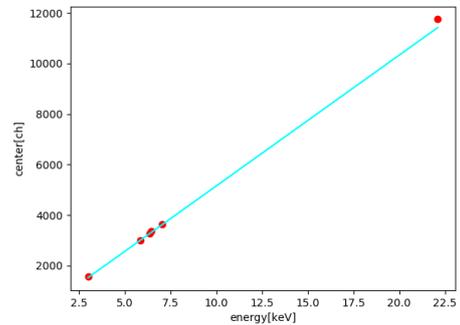


図 9: 校正直線

エネルギー分解能は次のようになった。

表 2: 輝線とエネルギー分解能

| 輝線 | エネルギー [keV] | エネルギー分解能 [eV] |
|---------------|-------------|---------------|
| Ag-L α | 2.984 | 560 \pm 20 |
| Mn-K α | 5.86 | 253 \pm 5 |
| Fe-K α | 6.36 | 273 \pm 6 |
| Mn-K β | 6.45 | 450 \pm 20 |
| Fe-K β | 7.02 | 370 \pm 20 |
| Ag-K α | 22.1 | 1220 \pm 80 |

4 Conclusion

2.984keV から 22.1keV までの ADU の線型性を確認した。
Ag-L α と Ag-L β は分解できなかった。

5 参考文献

花咲剛史 2016, X 線直接検出法による CMOS イメージセンサの分光性能の研究

c3

太陽観測ロケット実験 FOXSI-3 用両面
ストリップ CdTe 検出器の性能評価
東京大学大学院理学系研究科 Kavli
IPMU
長澤 俊作

太陽観測ロケット実験 FOXSI-3 用 両面ストリップ CdTe 検出器の性能評価

長澤 俊作 (東京大学大学院理学系研究科 Kavli IPMU)

Abstract

宇宙の様々な高エネルギー現象の引き金である磁気リコネクションを統一的に理解するには、リコネクション領域全体を俯瞰的に観測することで粒子が一体「どこで」、「どのように」加速されているのか、まさにその現場をとらえる必要がある。その中で太陽は地球に最も近い恒星であり、唯一広い視野で詳細な観測が可能のため検証場所として最適である。そこで、太陽を直接撮像することで熱的放射である軟 X 線と非熱的放射である硬 X 線両方の空間分布・時間発展を調べることが目指したのが FOXSI (Focusing Optics X-ray Solar Imager) 太陽観測ロケット実験である。我々のグループでは焦点面検出器としてこれまでで最も微細な $60\mu\text{m}$ のストリップピッチを持つ CdTe 半導体の両面ストリップ型焦点面検出器を新たに開発した。その性能評価として Co 線源の入った幅 $100\mu\text{m}$ 程度のマイクロ流路ファントムを新規開発し、 $50\mu\text{m}$ の微細な pinhole を使った撮像能力試験を行なった。また、次期計画 FOXSI-4 および PhoENiX 計画に向けて、現在の CdTe 検出器のスペクトル構造の理解と応答モデルの開発、および Xilinx 社の Zynq シリーズを用いたデータ取得システム ZDAQ のアプリケーション開発を進めている。

1 磁気リコネクションの統一的な理解に向けて

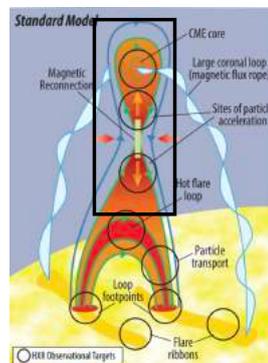
宇宙には 10^{20} eV を超えるような超高エネルギーの宇宙線が存在するが、これらの粒子が一体どこで、どうやって加速されるのかは大きな謎となっている。

この加速機構として、磁場の強い天体、環境では磁気リコネクションが挙げられている。磁気リコネクションは実験室サイズから太陽、銀河団まで様々なスケールのプラズマ環境で発生し、反平行成分を持つ磁力線同士がつなぎ変わることで、磁気エネルギーが効率的に熱エネルギーや粒子の加速エネルギーに変換される。しかし、未だに磁気リコネクションの観測結果を説明するモデルは確立していない。

現在は、磁気流体力学の不安定性の一つであるティアリング不安定性によって多数の小さなプラズモイドが生成し、これらがリコネクションによって合体・成長しながら急激に磁気エネルギーを解放するモデルが提唱されているが、決定的な観測的証拠を得られていないのが現状である。そこでこのモデルを確立し、磁気リコネクションに対する完全な理解を得るには、リコネクション領域全体を俯瞰的に観測する

ことで粒子が一体「どこで」、「どのように」加速されているのか、まさにその現場をとらえる必要がある。

その中で太陽は地球に最も近い恒星であり、唯一広い視野で詳細な観測が可能のため、様々な高エネルギー現象の検証場所となる。特に、太陽では加速された電子による非熱的な硬 X 線放射を観測することで、「すでに加速された電子」の様子を知ることができた。しかし、未だ現場を捉えた例は殆どなく、かつてない新たな観測手法を確立し、加速の現場を捉えることでそのメカニズムを解明する必要がある。



黒枠で囲った箇所からの微弱な X 線の検出が課題である

図 1: 太陽フレアに伴う X 線放射 [1]

現在太陽の硬 X 線観測を行なっている RHESSI 衛星ではすだれコリメーターを用いており、すだれの位置関係と硬 X 線の強度パターンから画像をアルゴリズムに従い再構成する必要がある。しかし、この方法では視野内に強い硬 X 線源が存在するとそれに影響を受けて図 2 の左のようにまだらな artifacts が生じ、他の弱い硬 X 線源の構造を調べるのが困難となる。そのため、硬 X 線を集光して像を結んで焦点面に検出器を置く直接撮像による観測が重要となる。

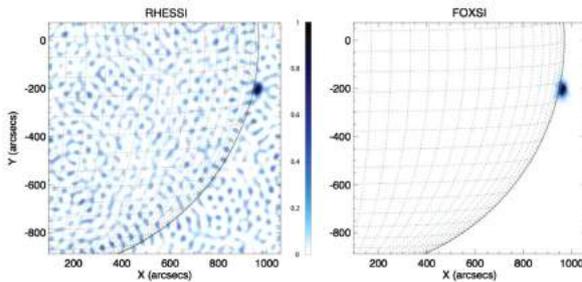


図 2: RHESSI 衛星と FOXSI-1 によるフレア観測 [2]

2 FOXSI 太陽観測ロケット実験

そこで現在進められているのが、日本と米国による国際共同太陽観測ロケット実験 FOXSI (Focusing Optics X-ray Solar Imager) である。FOXSI では、電子の熱的放射である数 keV の軟 X 線と、その電子がエネルギー開放によって加速され生じる非熱的放射である数十 keV の硬 X 線、両方の空間分布・時間発展を観測することで、磁気リコネクションと粒子加速の関係の解明を目指している。NASA、カリフォルニア大学バークレー校、ミネソタ大学との国際共同で行われており、これまで 2012 年、2014 年、2018 年と 3 回の打ち上げに成功した。

FOXSI の基本的性能と装置をまとめたのが図 3、表 1 である。FOXSI は斜入射ミラーと検出器から成る望遠鏡 7 本からなり、両面ストリップ CdTe 硬 X 線検出器 (4 ~ 20 keV) が 6 個、裏面照射型 CMOS 検出器 (0.5 ~ 10 keV) が 1 個設置されている。図 2 の右図は 1 回目の打ち上げ FOXSI-1 でのフレア観測結果であり、直接撮像のため artifacts のない明瞭なイメージが取れていることが分かる。また、2 回目の

打ち上げ FOXSI-2 ではこれまでの観測感度では一見太陽フレアが起きていないように見える領域でも微小なナノフレアが発生していることを示し大きな成果を挙げている [4]。

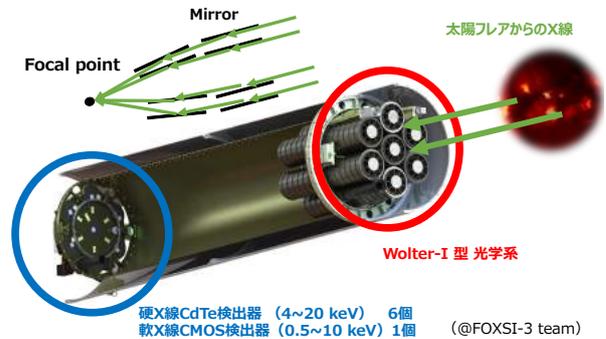


図 3: FOXSI Sounding Rocket 装置図

表 1: FOXSI-3 実験の概要 [3]

| | |
|----------|---|
| ロケット | Black Brant IX / Terrier |
| 光学系 | Wolter I |
| 焦点面検出器 | CdTe 硬 X 線検出器 6 個 軟 X 線 CMOS 検出器 1 個 |
| エネルギー分解能 | 1.2 keV @ 60 keV |
| 角度分解能 | ~5" (CdTe) |
| 視野 | 13.2' × 13.2' (CdTe) |
| 観測時間 | ~360 s |
| 最大高度 | 300 km |

3 両面ストリップ型 CdTe 検出器

我々の研究グループでは 1 回目の打ち上げから焦点面検出器の開発・供給を行ってきた。特に 3 回目の打ち上げ FOXSI-3 用に図 4 のようなこれまでで最も微細な 60 μ m のストリップピッチを持つ CdTe 半導体の両面ストリップ型検出器 (CdTe-DSD) を開発した。

CdTe-DSD は電荷収集用の陽極、陰極としてそれぞれ Al、Pt のストリップ状電極が 60 μ m の間隔で 128 本ずつ並行に、表裏で直行する方向に並べている。この表裏で同時に入射 X/ γ 線によって生成され

た電荷を読み出すことで光子の反応位置の 2 次元情報を得る。それとともに同じ大きさの画素を持つピクセル検出器では回路の大きさの制限から難しい波高計測用 1 次元 ASIC を用いた詳細なエネルギースペクトルを得ることができる (図 5)。

CdTe 半導体は原子番号が 48、52 と Si の 14 に比較して大きいために硬 X 線・ γ 線に対して検出効率が高いだけでなく、バンドギャップも 1.4 eV と比較的大きくペルチェ素子などを用いた -10°C 程度の冷却で動作する。

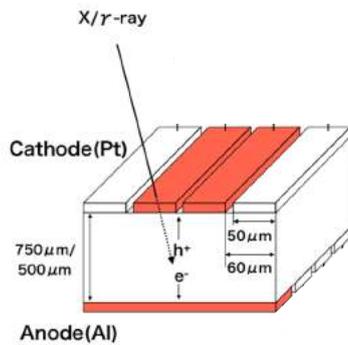


図 4: $60\mu\text{m}$ ストリップ CdTe-DSD 検出器 [5]

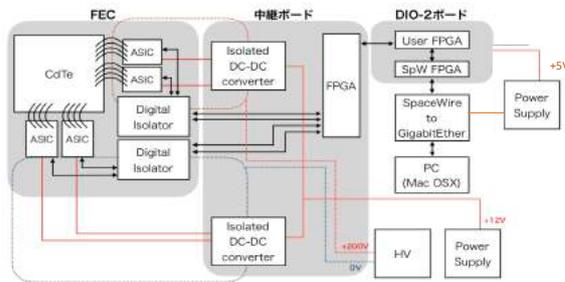


図 5: CdTe-DSD の実験システム [5]

4 次期計画

現在 2021 年に 4 回目の打ち上げ FOXSI-4、また FOXSI を衛星計画として発展させた PhoENiX が 2025 年の打ち上げを目指し提案されている。PhoENiX では「宇宙プラズマで普遍的に発生する磁気リコネクションとそれに伴う粒子加速過程の理

解」を科学目的としており、搭載に向けて検出器の性質を理解し、要求性能に応じたさらに高性能の検出器を開発していく必要がある。

5 ピンホール撮像試験

そのため FOXSI-3 用 CdTe 検出器で実際にどの程度の空間分解能を持つのか試験を行うために、 $50\mu\text{m}$ の微細なピンホールを使い撮像試験を実施した。線源として IPMU と Richell、アイソトープ協会の共同で Co 線源が封入された幅 $100\mu\text{m}$ のマイクロ流路ファントムを新たに開発した。セットアップは以下の図 6 の通りである。 -10°C に冷却した恒温槽内に CdTe 検出器を設置し、その上部にピンホールとファントム線源を距離の比が 1:1 になるようにセットした。現在測定結果の解析を進めている。

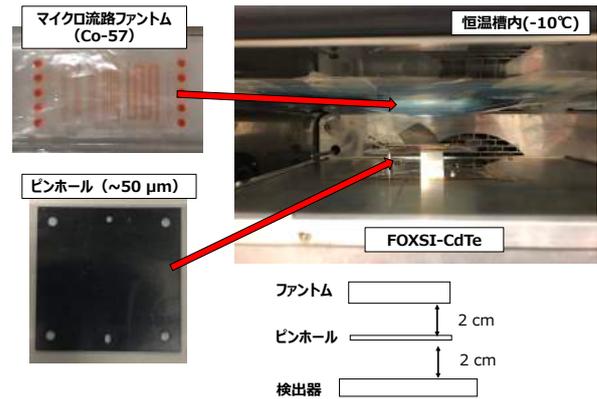


図 6: マイクロ流路線源を使ったピンホール撮像試験

6 CdTe 検出器のスペクトル構造

CdTe 検出器の欠点として、電荷キャリア、特にホールの移動度および不純物準位などに捕獲されるまでの寿命が短いことが挙げられる。そのため、CdTe では光子の反応位置の深さに応じてキャリアが一部失われるために光電吸収によるピークが Gaussian にならず、ホールが集められる Pt 側のスペクトルは低エネルギー側にテール構造が生じる。そのため、CdTe 検出器ではこの影響を小さくするため陰極である Pt 側から X 線・ガンマ線が入射するように動作させる。

図 7 は ^{241}Am を CdTe 検出器に一樣照射し、Pt 側、Al 側それぞれで取得したエネルギースペクトルである。特に 60 keV のピークで Pt 側の低エネルギー側にテールを引いて悪化していることが分かる。他にも反応位置の深さ依存性だけでは説明で出来ないスペクトル構造が見られた [5]。

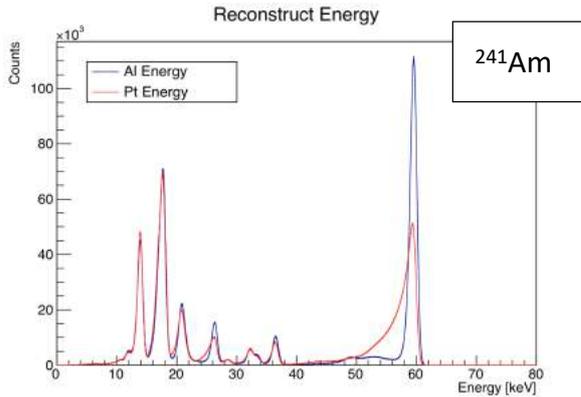


図 7: ^{241}Am のエネルギースペクトル

以上の性質を説明できるモデルを構築し、検出器応答関数として反映する必要がある。また、原因を解明し検出器の製造段階にフィードバックすることで、より高性能の検出器を実現する。現在 $2\mu\text{m}$ 四方の X 線ビームラインを用いたスキニング試験を実施しており、そのデータを元に解析進め検出器の応答を洗い出している。また、それと同時にモンテカルロシミュレーションを行うことで、より実態に近い検出器モデルの構築を目指している。

7 高速データ取得システムの開発

光子 1 つ 1 つの持つエネルギーを位置、時間情報とともに詳細に取得するには、到来光子の時間感覚よりも短い時間の間に光子による信号を処理し、読み出しを行う必要がある。特に数十分スケールの短い太陽フレアを時間分解するには毎秒 1000 回程度の高速連続撮像が必要となる。我々はシマフジ電機と共同で Xilinx 社の Zynq シリーズを用いたデータ取得システム ZDAQ の開発を行ってきた [6]。

Zynq は、処理システムである ARM CPU コアとプログラマブルロジックを 1 つのチップに組み合わ

せてセンサー制御することで、高速のデータ取得を行うことができる。これまで我々が行ってきた開発経験を生かし、FOXSI-4 や PhoENiX 実験の要求仕様に最適化したデータ取得システム用のアプリケーションを開発することで、検出器の性能を最大限引き出すことを目指している。



図 8: ZDAQ-SoC

8 参考文献

- [1] Exploring impulsive solar magnetic energy release and particle acceleration with focused hard X-ray imaging spectroscopy, S.Christe et al. arXiv, 2017
- [2] First Images From The Focusing Optics X-ray Solar Imager, S. Krucker et al., ApJ, 2014,793
- [3] The FOXSI solar sounding rocket campaigns et al, SPIE, 2016, 9905
- [4] Detection of nanoflare-heated plasma in the solar corona by the FOXSI-2 sounding rocket, S. Ishikawa et al., Nat. Astron., 2017,1
- [5] 太陽観測ロケット実験のための CdTe 半導体両面ストリップ検出器のスペクトル・イメージング性能の評価, K. Furukawa, 修士論文, 2018
- [6] High-speed X-ray imaging spectroscopy system with Zynq SoC for solar observations, S.Ishikawa et al., Nuclear Inst. and Methods in Physics Research, 2018)

c5

LiteBIRD 衛星に搭載する超伝導検出器
の試験システム開発

総合研究大学院大学 高エネルギー加速
器科学研究科

加藤 晶大

LiteBIRD 衛星に搭載する超伝導検出器の試験システム開発

加藤 晶大 (総合研究大学院大学 高エネルギー加速器科学研究所)

Abstract

宇宙初期を記述するインフレーション理論を検証するために原始重力波を観測しようとする野心的プロジェクトが複数存在している。インフレーション理論が正しいとすると、原始重力波による時空の歪みによって宇宙マイクロ波背景放射 (CMB: Cosmic Microwave Background) に B-mode 偏光が生じる。この B-mode 偏光の観測が、最も感度の高い原始重力波の検出方法である。地上でも CMB 観測実験は行われているが、大気によるノイズや大気中の水蒸気が CMB を吸収してしまうこと等の困難がある。そこで、より高感度な CMB 観測のために観測衛星 LiteBIRD が提案された。LiteBIRD は宇宙科学研究所により戦略的中型 2 号機に選定され、2027 年頃の打ち上げを予定している。

LiteBIRD に搭載する予定の超伝導転移端センサー (TES) ボロメータは、宇宙線の入射による影響を受ける。これをできるだけ低減する特別なデザインのセンサーが現在日米の共同で開発されつつある。実験室で宇宙線の影響を直接評価することは頻度が少なすぎて現実的ではない。そこで、レーザーを照射するシステムを考え、その開発を行っている。本講演では、開発するシステムの概要と、開発の初期段階として実施する常温で動作するシリコンストリップ検出器を用いた性能試験について報告する。

1 研究背景

宇宙論におけるホライズン問題や平坦性問題のような諸問題を解決する方法としてインフレーション理論が提唱された。宇宙の膨張が常に現在のようフリードマン宇宙として膨張しているのではなく、宇宙初期の一定の期間において宇宙が指数関数的に加速膨張するド・ジッター宇宙であったとする理論で、その期間における膨張をインフレーションと呼ぶ。インフレーションによって発生した原始重力波は、宇宙背景放射 (CMB) を偏光させる。この偏光は、E-mode と B-mode の二つの偏光パターンに分かれていて、E-mode 偏光は進行向きに対して垂直・平行な偏光で B-mode 偏光は進行向きに対して傾く偏光となる。E-mode 偏光は実際に観測されているが、初期宇宙における密度ゆらぎにおいても E-mode 偏光は発生して、その偏光は原始重力波による E-mode 偏光に対して強度が強いため原始重力波による E-mode 偏光は埋もれて判別出来ない。B-mode 偏光も小角度スケールにおいては観測されているが、この偏光は重力レンズ効果による偏光とされていて原始重力波における偏光は未だ観測されていない。重力レンズ効果による偏光は大角度スケールにおいては発生し

ないので、大角度スケールにおいて B-mode 偏光を観測できると原始重力波による偏光とみなせるのでインフレーションの証拠となる。

密度ゆらぎと比較した原始重力波の強さに相当するパラメータテンソル・スカラー比 r というものがある。原始重力波が見つからないので実際の r の値は判明していないが、そのことから今までの観測の精度では観測できないほど小さい r であることがわかり、インフレーションモデルに対して制約が課せられている。インフレーションモデルによってこの値は異なるが、Lyth の関係式によって下限として $r > 0.002$ となることがわかっている。観測の精度を高めた結果、下限より小さな r を観測できる装置でも原始重力波が発見されないとすると、代表的なインフレーションモデルを考え直す必要が出てくるため、宇宙論においてこの r は重要である。

2 LiteBIRD 衛星

B-mode 偏光の観測による原始重力波の探索及びインフレーション理論の検証を目的とした CMB 観測用の LiteBIRD (Lite(Light) satellite for the studies

of B-mode polarization and Inflation from cosmic background Radiation Detection) 衛星が計画されている。2019 年 5 月 14 日に宇宙科学研究所 (ISAS) によって戦略的中型 2 号機として正式に採択され、2027 年の打ち上げを計画している。前述のテンソル・スカラー比 r の誤差 δr としては $\delta r < 0.001$ の精度を目指している。角度スケールに対応している多重極モーメント l としては $2 \leq l \leq 200$ が要求されている。これは、最新の CMB 探査用衛星である Planck が $2 \leq l \leq 2500$ であり、図 1 を見れば今までの B-mode 偏光の観測結果が $l < 100$ ではとても少ないことから、大角度スケールに焦点を当てた計画であることがわかる。観測位置としては太陽-地球のラグランジュポイント L2 で 3 年間の観測を予定している。観測装置としては高周波数帯を観測する望遠鏡 (HFT: High Frequency Telescope) と低周波数帯を観測する望遠鏡 (LFT: Low Frequency Telescope) の二つの観測装置を搭載して、34 - 448 GHz の中で 15 の周波数帯を観測する。

衛星によって CMB を観測することで、地上での観測で悩まされる大気ノイズや大気中の水分による吸収を考える必要がなくなり、より精度の高い観測が実現できる。LiteBIRD の目標である $\delta r < 0.001$ を目指す場合、地上での観測では環境によって生じるノイズによって困難を極め、系統誤差を較正するための長い期間の観測が必要なため気球観測のような方法も現実的ではないため LiteBIRD のように衛星によって観測するのが有効な手段となる。しかし、宇宙空間では地上以上の強度の宇宙線が飛び交っている。この宇宙線が検出器である TES ボロメータの Si 基盤を横切ることによって観測結果にノイズが生じ、CMB の精密探査ができなくなる。この影響を実際に調べるたいのだが、地上では宇宙線の頻度が少なすぎて直接評価はできず、このために衛星を打ち上げることも費用等の問題で現実的ではない。よって、波長可変レーザーを用いて地上の実験室で宇宙線が検出器に与える影響を調べることが本研究となっている。

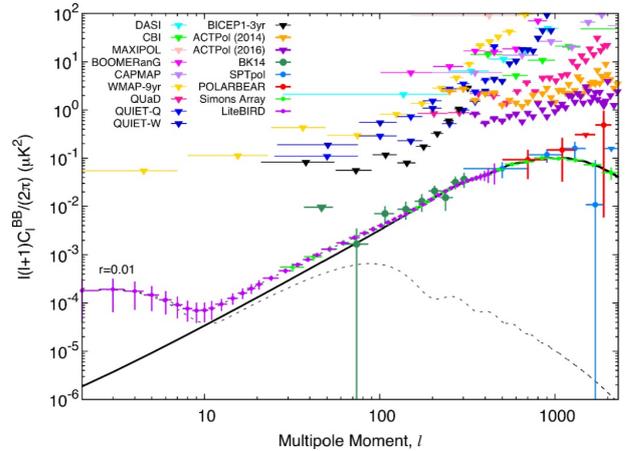


図 1: 現在測定されている CMB の B-mode 偏光のパワースペクトルと LiteBIRD の目標。文献 M. Hazumi et al. (2019) より転載

3 試験システムの概要

TES ボロメータは図 2 にあるようにバイアスポイント付近で超伝導状態になり、温度に対する抵抗の変化が激しくなる。この性質を用いて CMB を観測をするが、宇宙空間で宇宙線が TES ボロメータの Si 基盤を通過するときに TES ボロメータに熱が伝わり計測結果の正確性が損なわれる。Si 基盤に加工を施し熱の伝達を妨げようとする研究もあるが、本研究では宇宙線によってどのような信号が送られるかについての研究をする。宇宙線の代わりに Si 基盤を透過して熱を発生させるものとしてレーザーについて着目した。図 3 を見ると、1100 nm の波長のレーザーで大体 1000 μm は侵入長があるので、例えば発振波長が 660 - 1180 nm である Ti:Sapphire レーザーを用いると通常 300 - 400 μm の厚さを持つ Si 基盤にレーザーが吸収される状態と透過される状態の両方を観測することができる。波長可変レーザーによって波長の変化とともに侵入長が変化していくので、Si 基盤の深さ方向についての応答も見ることが可能になる。また、Si 基盤の平面方向についても基盤やレーザーの移動は簡単でレーザーの光によって位置の確認もできるので、深さ方向の情報と合わせると 3 次元での TES ボロメータの Si 基盤にレーザーを照射したときの応答が実験できる。

Si 基盤の深さ方向に z 軸をとり、Si 基盤表面を

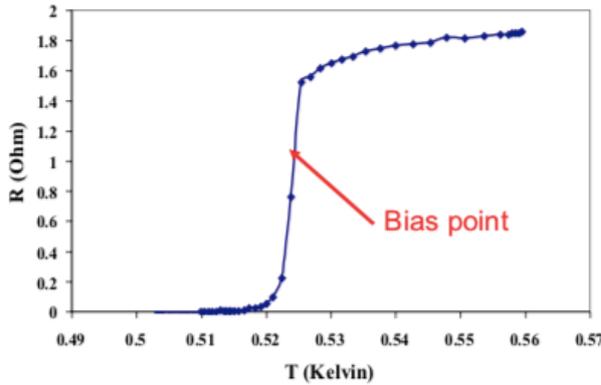


図 2: TES ボロメータのバイアスポイント付近での温度と抵抗の関係

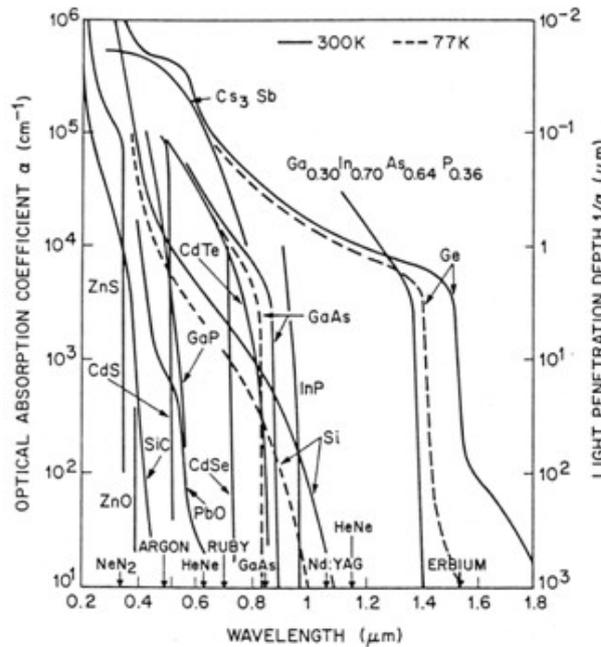


図 3: レーザー波長と素材及び温度による侵入長の関係。K. Sumisawa, 大阪大学修士論文より転載

$z = 0$ と定める。Si 基盤の侵入長 D の逆数を $s = 1/D$ として、入射するレーザーの強度を I_0 とすると、位置 z におけるレーザーの強度 I_1 は、

$$I(z) = I_0 e^{-sz} \quad (1)$$

と減衰していく。ここで Si 基盤の厚さ w を透過したレーザーの強度は考えないものとした。TES ボロメータによる深さ方向の応答関数を $f(z)$ とする。

レーザーが Si 基盤を透過するものとして、レーザーが通過した全ての箇所からの応答を考えると、レーザーが z 進んだ時の強度が (1) で求められるので、侵入長の逆수에依存する関数

$$F(s) \equiv \varepsilon \int_0^w I_0 e^{-sz} f(z) dz \quad (2)$$

が得られる。 ε はシステムによる効率である。応答関数 $f(z)$ はあらゆる z での応答が一度に TES ボロメータに検出されることから直接求めることはできないが、式 (2) がラプラス変換の式に似ていることから、実験によって得た $F(s)$ に逆変換を施すことで距離 z に対する応答関数 $f(z)$ が得られると考える。つまり、

$$F(s) = \varepsilon I_0 L\{f(z)\} \quad (3)$$

と捉えて、

$$f(z) = \frac{L^{-1}\{F(s)\}}{\varepsilon I_0} \quad (4)$$

から $f(z)$ を求めたい。そのためには、式 (2) で $w \rightarrow \infty$ とする必要がある。Si 基盤の厚さ w がレーザーの侵入長 D より十分に大きい場合は、レーザーは途中で減衰して Si 基盤を透過しないので、

$$\begin{aligned} F(s) &\cong \varepsilon \int_0^{\infty} I_0 e^{-sz} f(z) dz \\ &= \varepsilon I_0 L\{f(z)\} \end{aligned} \quad (5)$$

となることから式 (4) が適用できる。Si 基盤の厚さ w がレーザーの侵入長 D より小さい場合は、レーザーの強度を調整して Si 基盤中で減衰して出てきたレーザーの強度

$$I_1 = I_0 e^{-sw} \quad (6)$$

を再度 Si 基盤に入射させる。このときにまたレーザーが透過した場合、減衰して出てきたレーザーの強度

$$I_2 = I_0 e^{-2sw} \quad (7)$$

を再度 Si 基盤に入射させる。この操作をレーザーが透過しなくなるまで繰り返す。Si 基盤に I_0 による応答を $F_0(s)$ 、 I_1 による応答を $F_1(s)$ 、 I_2 以下でも同様

に定めると、

$$\begin{aligned}
 F_{\text{sum}}(s) &\equiv F_0(s) + F_1(s) + F_2(s) + \dots \\
 &= \varepsilon(I_0 + I_1 + I_2 + \dots) \int_0^w e^{-sz} f(z) dz \\
 &= \frac{\varepsilon I_0}{1 - e^{-sw}} \int_0^w e^{-sz} f(z) dz \\
 &= \frac{\varepsilon I_0}{1 - e^{-sw}} L\{f(z)\} \tag{8}
 \end{aligned}$$

が周期関数のラプラス変換を利用すると得られるので、レーザーが Si 基盤を透過する場合でも式 (4) が適用できる。よって、実験から TES ボロメータの応答 $F(s)$ が得られると、レーザーが Si 基盤の深さ方向の距離 z 進んだところでの応答関数 $f(z)$ が求められる。

4 現状と展望

現在、固定波長レーザーや図 4 にあるようなシリコンストリップ検出器が手に入ったが、まだセッティング中となっている。ひとまず、これらを用いてシリコンにレーザーを入射したときの反応や応答検出のための基礎動作について学ぶ。その後、試験システムの開発のための波長可変レーザーとして Ti:Sapphire レーザーの購入を予定している。また、実際の TES ボロメータの動作は極低温環境で行われるので、試験システムも極低温にする必要が出てくる。レーザーを含んだシステム全体を極低温にするのは不可能なので、検出器を極低温にして外部からレーザーを入射するシステムの開発と極低温環境に合わせた機材を購入する必要がある。

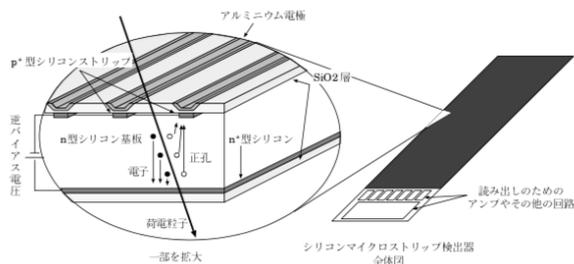


図 4: シリコンストリップ検出器の基本的な構造。足立孝治, 大阪大学修士論文より転載

Reference

- M. Hazumi *et al.*, J. Low Temp. Phys. **194**, 443 (2019).
 K. Sumisawa, 大阪大学修士論文
 足立孝治, 大阪大学修士論文

c6

画像認識を用いた超新星の検出
甲南大学大学院 自然科学研究科
浜崎 凌

画像認識を用いた超新星の検出

浜崎 凌 (甲南大学大学院 自然科学研究科)

Abstract

超新星爆発の瞬間を観測する超高視野突発天体サーベイのプロジェクトが、 $20[\text{deg}^2]$ の視野をもつ木曾観測所の Tomo-e Gozen カメラを用いて行われる。そのプロジェクトの一環として、毎晩数時間おきに夜空を巡回して観測し超新星爆発の瞬間を捉えようとしている。撮影された画像に対して以前撮影された同じ領域の画像との差分をとることで、その時刻間で発生した超新星を迅速に見つけ出すことができる。しかし実際には、差分処理がうまくできなかった天体や宇宙線などの Artifact 天体も写ってしまい、超新星を含めたこれらの天体の数は一夜あたり 2×10^4 天体も見つかる。これらの候補の中から人の目による超新星の発見をサポートするために、画像認識を用いて超新星の候補を選出する開発を進めている。精度の良い画像認識を行うためには Model に学習させる超新星の画像データを数万天体用意する必要がある。そこで、試験観測された大量の恒星の画像から得た統計的な光の拡がりを用いて人工的な超新星の画像データを作成し学習データとした。テストデータによる評価を行ったところ、最大で $AUC = 0.994$ 、 $TPR = 98.0[\%]$ のとき $FPR = 2.1[\%]$ という結果を得ることができたことにより、一夜あたり 2×10^4 から $\sim 4 \times 10^2$ 天体まで候補を絞ることを可能にすることができた。

1 Introduction

超新星爆発の瞬間を観測する超高視野突発天体サーベイのプロジェクトが、 $20[\text{deg}^2]$ の視野をもつ木曾観測所の Tomo-e Gozen カメラを用いて行われる。そのプロジェクトの一環として、毎晩数時間おきに夜空を巡回して観測し超新星爆発の瞬間を捉えようとしている。

超新星を含めた Transient 天体は、差分画像を用いて検出する。同じ領域を別時刻で撮った天体画像について、それぞれの画像の領域の位置を合わせて、画像同士を引き算する。すると、その時刻間で変化した天体のみが写った差分画像が得られる。その変化した天体を Transient 候補天体として検出する。Transient 候補天体には、差分処理がうまくできなかった天体や宇宙線などの Artifact 天体も写ってしまい、超新星を含めたこれらの天体の数は一夜あたり 2×10^4 天体も見つかる。そこで画像認識の技術を用いて、これらの Transient 候補天体から Transient 天体を絞り出す研究を行っている。

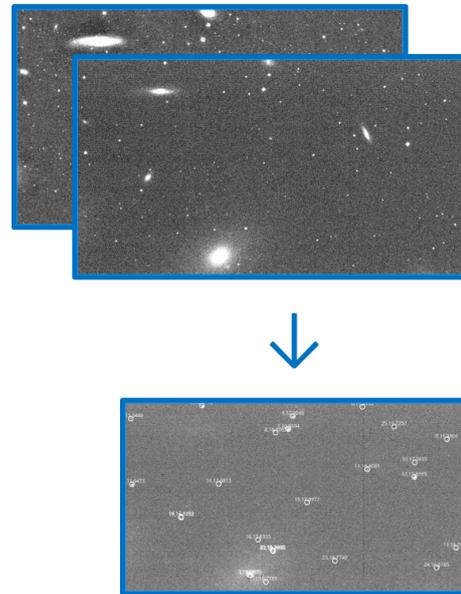


図 1: 画像の差分。同じ領域を別時刻で撮った天体画像同士を、それぞれの画像の領域の位置を合わせて引き算する。その差分画像から Transient 候補天体を検出する。

2 Methods

差分画像から検出した Transient 候補天体をさらに絞るために画像認識を用いる。画像認識には Convolutional Neural Network (CNN) を用いる。CNN の Model を精度よく学習させるためには、数万天体の Transient 候補を教師データとして用意しなければならない。そこで、試験観測された大量の恒星の画像から得た統計的な光の拡がりを用いて人工的な Transient 天体 (Artificial Real 天体) の画像データを作成し学習データとした。教師データのうち学習データ数は、Artificial Real、Artifact とともに 104,495 天体である。

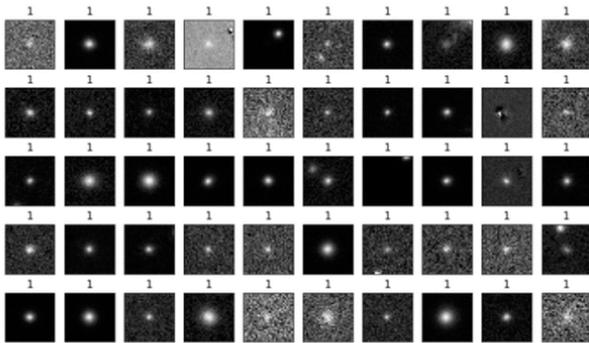


図 2: 人工的な Transient 天体 (Artificial Real) の画像の教師データの例

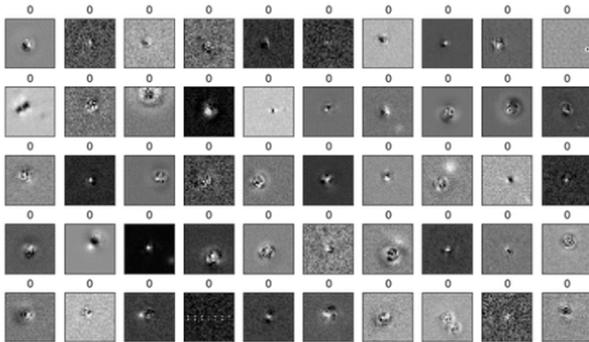


図 3: 差分失敗天体など (Artifact) の画像の教師データの例

Model の学習結果の評価方法について、Model 学習後ある特徴量に対する Artifact と Transient の分布が図 4 で示されたとする。Model は Thresh-

old よりも大きい値をもつ天体に対して True (Transient) と判定し、それ以下を False (Artifact) と判定する。実際は Transient だが、Model が誤って False (Artifact) と判定したものを *FalseNegative* とし、実際は Artifact だが、Model が誤って True (Transient) と判定したものを *FalsePositive* とする。また、Transient、Artifact を正確に分類した天体はそれぞれ *TruePositive*、*TrueNegative* と呼ぶ。

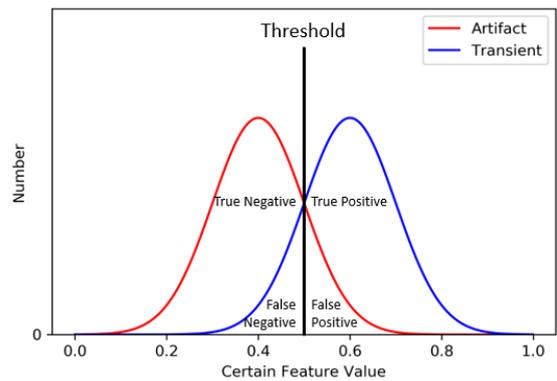


図 4: Model 学習後、ある特徴量に対する Artifact と Transient の分布。Model は Threshold よりも大きい値をもつ天体に対して True と判定する。各指標については本文中を参照。

Model が利用される環境は一夜につき Artifact が 2×10^4 、Transient が ~ 数個ほどと見積もられており、本研究では *FalsePositive* を削減することが主たる目標である。

また、Tomo-e Gozen カメラは 84 チップの CMOS センサーで構成されており、画像内の天体の写り方などの検出特性がそれぞれの chip で異なる。そこでその特性を考慮するために、各 chip ごとに Model の作成を行った。本稿では、そのうち視野中央に最も近い chip での Model の評価を行う。

3 Results / Discussion

学習結果について、図 5 に示した。

$FalsePositiveRate(FPR)$ は、

$$FPR = \frac{FalsePositive}{(TrueNegative + FalsePositive)}$$

と表され、全 Artifact のうち Model が Transient と誤判定した Artifact の割合である。

$TruePositiveRate(TPR)$ は、

$$TPR = \frac{TruePositive}{(TruePositive + FalseNegative)}$$

と表され、全 Transient のうち Model が正確に Transient と判定した割合である。 $AreaUndertheCurve(AUC)$ はグラフ直下の面積を示している。1.0 に近づくほど性能が良い。結果は $AUC = 0.994$ となった。

ここで、 $TPR = 98.0[\%]$ で許容したとき $FPR = 2.1[\%]$ となる。これは Artifact を 2×10^4 から ~ 400 まで削減できることを表している。

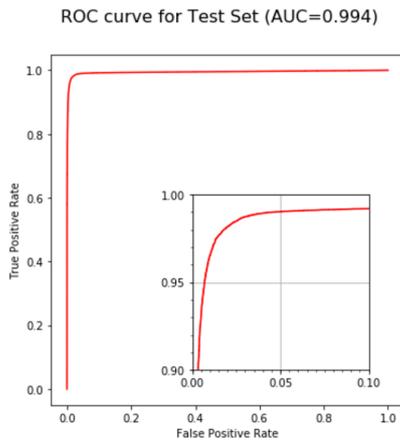


図 5: 横軸は全 Artifact のうち Model が Transient と誤判定した Artifact の割合を表し、縦軸は全 Transient のうち Model が正確に Transient と判定した割合を表している。グラフが左上に近づくほど Model の性能が良い。

図 6 は、左図が $TruePositive$ (全 Transient のうち、Model が Transient と正しく判定できた天体) の $SignaltoNoiseRatio$ の分布であり、右図が $FalsePositive$ (全 Artifact のうち、Model が誤って

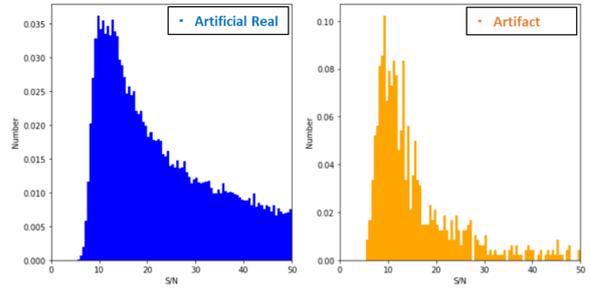


図 6: 左図: $TruePositive$ の S/N の分布。右図: $FalsePositive$ の S/N の分布。 $FalsePositive$ のピークは $S/N < 20 \sim 30$ である。

Transient と分類した天体) の S/N の分布である。 $FalsePositive$ のピークは $S/N < 20 \sim 30$ にあり、誤判定した数量も大多数がその領域に分布している。そこで、 $S/N = 20$ を基準に ROC curve を比較する。

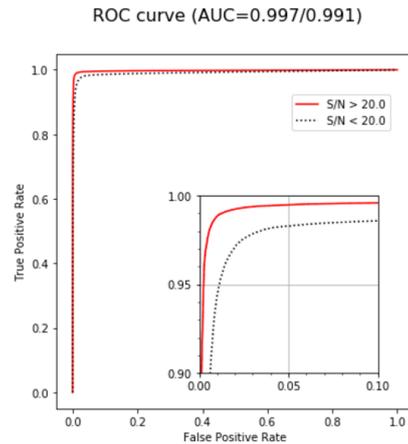


図 7: 図 5 と同様の図。破線: $S/N < 20$ の ROC curve。実線: $S/N > 20$ の ROC curve。 S/N が高いほど結果が良い。

図 7 は、破線が $S/N < 20$ の天体の ROC curve を示しており、赤色実線が $S/N > 20$ の天体の ROC curve を示している。 $AUC = 0.991(S/N < 20)$ 、 $AUC = 0.997(S/N > 20)$ より、 S/N が高いほど結果が良いことがわかる。 $S/N > 20$ については $TPR = 98.0[\%]$ のとき、 $FPR = 0.4[\%]$ を達成している。

4 Conclusion / Future works

本研究の現段階では、人工的に作成した Transient (Artificial Real) 天体を使って学習を行い結果の評価を行った。結果は $AUC = 0.994$ 、 $TPR = 98.0[\%]$ のとき $FPR = 2.1[\%]$ であり、Artifact を 20000 天体から ~ 400 天体まで削減できる性能を達成できた。さらに $S/N > 20$ の天体に対しては、 $AUC = 0.997$ 、 $TPR = 98.0[\%]$ のとき、 $FPR = 0.4[\%]$ であり、 S/N が高い天体ほど、Model の分類性能が高い。

今後は、実際の観測でどれだけ Transient 天体を拾えるか、そしてどれだけ Artifact を削減できるかを検証してゆく。

Reference

Mikio Morii, et al., Machine-learning Selection of Optical Transients in Subaru/Hyper Suprime-Cam Survey (2016)

Guillermo Cabrera-Vives, et al., Deep-HiTS: Rotation Invariant Convolutional Neural Network for Transient Detection (2017)

c7

補償光学系を用いた大気ゆらぎの高さ
分布推定法の開発

東北大学大学院 理学研究科 天文学専攻
大金 原

補償光学系を用いた大気ゆらぎの高さ分布推定法の開発

大金 原 (東北大学大学院 理学研究科 天文学専攻)

Abstract

我々はすばる望遠鏡において、レーザートモグラフィ補償光学 (Laser Tomography Adaptive Optics; LTAO) と呼ばれる補償光学を採用することで可視光領域 (波長 700nm) での補償光学を実現する計画を進めている。可視光領域で高い空間分解能が得られるようになることで、 $z \sim 1$ 付近の銀河の面分光観測を、強い吸収線を用いて行うことができるようになり、星形成銀河における薄い円盤形成の現場や AGN によるガスのアウトフローの観測が可能となる。LTAO では、複数のレーザーガイド星を用いることでこれまでの単一のレーザーガイド星では測定することのできない大気ゆらぎの影響を測定し、大気ゆらぎの高さ分解 (トモグラフィ推定) をすることで、波面測定精度を向上させ可視光領域での補償を可能にする。しかし、補償光学におけるトモグラフィ推定は、数十秒角という小さな離角で打ち上げられた 3-4 個のレーザー星の情報から大気構造を推定する必要があるため、情報の縮退度が大きな、悪条件の逆問題となる。そこで、大まかな大気ゆらぎの高さ分布の情報を取得して先験情報として与えることがトモグラフィ推定にとって重要となる (Neichel et al. 2009)。Tokovinin (1998) において提案された、MASS (Multi Aperture Scintillation Sensor) と呼ばれる方法では、1 つのレーザー星の明るさ変動 (瞬き、シンチレーション) を 1kHz 程の高い時間サンプリングで、複数の開口形状で観測することで大気ゆらぎの高さ分布を推定できる。これまでは専用の小型望遠鏡 (直径 15-20cm) で実践されてきたこの手法を、大型望遠鏡の補償光学系に搭載されている Shack-Hartmann 型波面センサーを使って実践することにより、補償光学を用いた観測と同じ方向の大気ゆらぎの高さ分布を取得できると考え、手法の開発を行っている。本ポスター講演では手法の開発状況を報告する。

1 Introduction

1.1 星形成銀河進化と可視光補償光学

銀河系をはじめとする、現在の宇宙における星形成銀河には、回転によって支えられた薄い円盤構造が見られる。一方で、赤方偏移が $z \sim 1.5$ を超える 90 億年前の宇宙では、星形成銀河の多くは星の集団だと考えられる巨大な塊 (クランプ) を所々に持った不規則な形状を示し、分厚い円盤で構成されていることが知られている。星形成銀河がどのように薄い円盤構造を獲得してきたのかについては未解明であり、現在と $z \sim 1.5$ の中間的年代に相当する $z \sim 1$ の宇宙において、星形成銀河の形態的特徴、運動学的特徴を調べることが重要である。そのためには、静止系で 400nm (観測系で 800nm) 付近にある強い吸収線を用いて星形成銀河内の星の運動を調べる面分光観測を、銀河の円盤構造を分解できる 1kpc (~ 0.1 秒

角) の空間分解能で実現する必要がある。

高空間分解能を実現する補償光学 (Adaptive Optics; AO) の技術はこれまで、近赤外線領域 (波長 $2\mu\text{m}$) において用いられてきた。短波長になるほど、大気ゆらぎによって生じる光の位相差 $\Delta\theta$ ($\Delta\theta = \Delta l / \lambda$; Δl は光路差であり波長によらない) が大きくなるため、より高い精度での波面測定、補償が要求されるためである。我々はすばる望遠鏡において、レーザートモグラフィ補償光学 (Laser Tomography Adaptive Optics; LTAO) と呼ばれる補償光学を採用することで高精度の波面測定を達成し、可視光領域 (波長 700nm) での補償光学を実現する計画を進めている。図 1 に示すように、これまでの単一のレーザー星では測定することのできない大気による影響を、複数のレーザー星を用いて測定し、大気ゆらぎの高さ分解 (トモグラフィ推定) をすることで波面測定精度の向上が可能である。

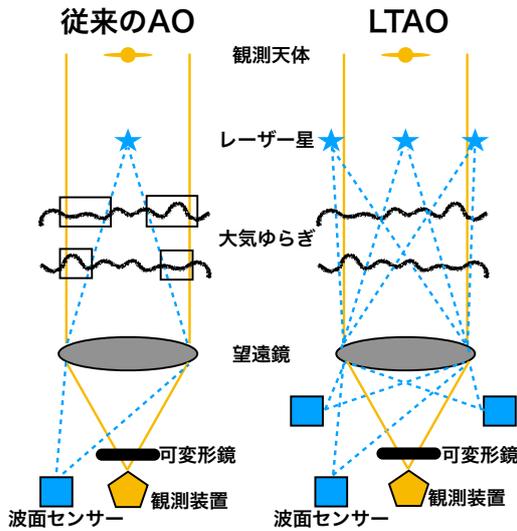


図 1: 従来の AO ではレーザー星が単一であるがゆえにゆらぎの影響を測定できない大気領域（四角形で囲まれた部分）があった。この影響は波面測定誤差に直結し「円錐効果」と呼ばれる問題であった。LTAO では複数のレーザー星とトモグラフィ推定を用いることで円錐の外の大気ゆらぎの影響を測定できる。

1.2 大気ゆらぎの高さ分布推定の必要性和課題

トモグラフィ補償光学を実現するためには大気ゆらぎの性質についての先験情報を得る必要がある。補償光学におけるトモグラフィ推定では、数十秒角という小さな離角で打ち上げられた 3-4 個のレーザー星の情報から大気の構造を推定する必要がある。したがって情報の縮退度が大きな、悪条件の逆問題となる。そこで、大まかな大気ゆらぎの高さ分布の情報を取得して先験情報として与えることが重要となる (Neichel et al. 2009)。自然星を用いたトモグラフィ補償光学を実証したすばる望遠鏡の RAVEN 計画では、2つの方向にある星の波面の傾きの相関をとることによって大気構造を推定する方法が用いられた。しかしその方法では、相関がなくなる高度 10km 以上の乱流層については感度を持たず、推定できていないという問題があった (Ono et al. 2016)。

2 Method

2.1 MASS

我々は高い乱流層の強度も含めて測定するために、MASS(Multi Aperture Scintillation Sensor) と呼ばれる方法を用いることを考えた。これは Tokovinin (1998) において提案された、1つのレーザー星の明るさ変動（瞬き、シンチレーション）を 1kHz 程の高い時間サンプリングで、複数の開口形状で観測することで大気ゆらぎの高さ分布を推定する方法である。天体からの光は大気ゆらぎによってフレネル回折を受け地上に到達するため、大気ゆらぎの高度が高いほどフレネル半径が大きくなり、地上において空間周波数の低い明るさ変動を生む。一方で大気ゆらぎの強度が大きいほど明るさ変動の幅が大きくなる。これらの性質を用いることで、開口形状の空間スケールに対応する高度の大気ゆらぎの強度を推定することができる。この手法は単一のレーザー星の観測で実践可能なため、高い乱流層で相関がなくなる問題も生じない。図 2 はこの手法を実際に行う装置の概念図である。図に示されるように円環状に分割された鏡はそれぞれ角度が異なるように配置されており、それぞれの光は別々の光子検出器に運ばれる。各光子検出器での明るさ変動を観測することによって、異なる空間スケールの明るさ変動を測定することができる。

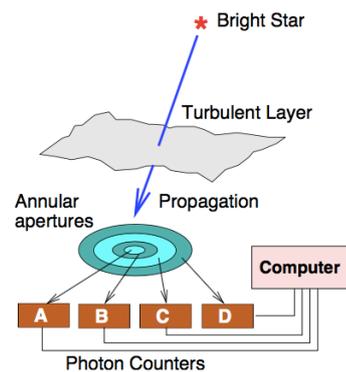


図 2: MASS 手法の概念図。円環状に分割された鏡で反射された光は鏡の設置角度の違いによってそれぞれ異なる検出器で検出される。

2.2 シャックハルトマン波面センサーを用いた応用

これまでは専用の小型望遠鏡（直径 15-20cm）で実践されてきたこの手法を、大型望遠鏡の補償光学系に搭載されているシャックハルトマン型波面センサー（SH 波面センサー）を使って実践することにより、補償光学を用いた観測と同じ方向の大気ゆらぎの高さ分布を取得できる。SH 波面センサーは、マイクロレンズアレイを用いた波面センサーである。マイクロレンズアレイは小さなレンズがいくつも集まったものであり、それを望遠鏡からの光のパスに挿入することによってレンズの数だけ光を分けることができる。図 3 は SH 波面センサーを用いた観測で得られるデータの模式図である。各レンズが結ぶ星像の明るさを測定し、それぞれの空間スケールに対応する部分で足し合わせることによって MASS 手法において必要とされる開口分割を実質的に行うことができる。



図 3: SH 波面センサーで得られるデータの模式図。アレイ状に並んだ複数のマイクロレンズによって複数の星像が得られる。これは望遠鏡の開口を実質的にアレイ状に分割していることに相当し、これらの選択の仕方によって空間スケールの異なる円環状の開口形状を作ることができる。

3 Data/Analysis

初期実証実験として東北大学 51cm 望遠鏡に SH 波面センサーを組み込んだ光学系および EMCCD カメラを取り付け、手法を実践・評価するためのデータを取得した。データは 1 つの星（カペラ）に対して 500Hz の高速撮像を 1 分間おこなったものである。

これらの生データに対してスカイバックグラウンド、バイアスフレームの減算をおこなったのち、別の実験から得られている EMCCD カメラの電子増倍率、増倍ノイズ、読み出しノイズ等の補正を行い天体の（大気ゆらぎに起因する）明るさ変動成分を取り出した。

この明るさ変動の定量化にはシンチレーションインデックス（変動を平均値で規格化したものに対する分散値）という指標が使われる。このシンチレーションインデックスと大気乱流プロファイルの間には、コルモゴロフ大気乱流モデルを仮定することによって次のような関係がある。

$$\begin{bmatrix} S_a \\ S_b \\ S_c \\ \vdots \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} W_{a,1} & W_{a,2} & \cdots & W_{a,20} \\ W_{b,1} & W_{b,2} & \cdots & W_{b,20} \\ W_{c,1} & W_{c,2} & \cdots & W_{c,20} \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \end{bmatrix} \begin{bmatrix} J_{1km} \\ J_{2km} \\ \vdots \\ J_{20km} \end{bmatrix} \quad (1)$$

ここで例えば、 S_a は開口 a で観測したシンチレーションインデックス、 J_{1km} は高度 1km における大気乱流強度を表している。 W はこれらを線型結合の形で結びつける係数行列であり、以下の形でかける。

$$W_{a,h} = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} d\vec{f} |A_a(\vec{f})|^2 1.53 f^{-\frac{11}{3}} \lambda^{-2} \sin^2(\pi \lambda h f^2) \quad (2)$$

ここで、 $A_a(\vec{f})$ は開口 a の開口関数のフーリエ変換、 λ は観測波長を表す。

式 (1) に表されるように観測量であるシンチレーションインデックスから大気乱流プロファイルを導く過程は行列の逆問題に相当する。しかし行列 W は条件数の大きな行列であることが知られており一般逆行列をかける方法ではシンチレーションインデックスの測定ノイズが増幅されてしまい大気乱流プロファイルを精度よく決めることができない。そこで今回は、以下のような評価関数を考えこれを最小化する大気乱流プロファイルを最適化の手法によって求めた。

$$\sum_i \frac{(S - WJ)_i^2}{\sigma_i^2} \quad (3)$$

ここで、 σ はシンチレーションインデックスの測定ノイズである。この評価関数は観測されたシンチレ

ションインデックスと、推定した大気乱流プロファイルから予想されるシンチレーションインデックスとの χ^2 値に相当する。

4 Results/Discussions

解析の結果得られた大気乱流プロファイルを図 4 に示す。高度 20km の高さに最も強いゆらぎ層が存在しているという結果になった。実際、取得したフレームを合わせて動画として見てみると空間スケールの大きな明るさ変動パターンが風に乗って動いてゆく様子が見られ、このときの空間スケールは高度 20km 付近から伝搬した光の広がり空間スケールと合っている。また、高度 10km 付近に局所的に強いゆらぎ層があるという結果だが、これは典型的な大気乱流プロファイルのパターンとよく合っている。地球大気の高さ 10km 付近に存在する対流圏界面において発生する乱流が原因であると考えられる。また、一般的には地表付近において大気乱流は最も強いという事実が知られているが、今回の結果では高度 10km, 20km の乱流強度よりも小さい結果が得られている。これは、今回の SH 波面センサーによる開口分割の最小単位が 3cm 四方であるためそれよりも小さな空間スケールで現れる低層ゆらぎの効果が見えなかったためであると考えられる。

エラーバーは、行列を解くための反復法の初期条件の違いによる最終的に落ち着く解のばらつきを表している。エラーの範囲が大きいということは、解いている行列の性質が良いものではないことを示している。一方でエラーの上限値はファクターの範囲でよく決まっている。

5 Summary

本講演内容のまとめは以下の通りである。

- 90 億年前の宇宙における clumpy な星形成銀河がどのようにして薄い円盤構造を獲得してきたのかを探るためには可視光での補償光学の存在が必要不可欠である。

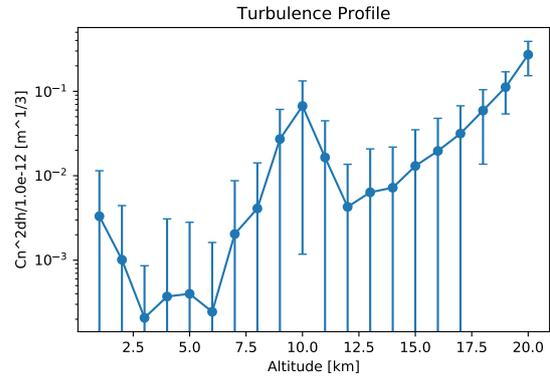


図 4: 推定した大気乱流プロファイル。横軸に地表からの高度、縦軸にその高度での乱流強度を取っている。高度 10km に特徴的な局所的に乱流強度の強い部分は、対流圏界面におけるウインドシアの影響として知られており、今回の結果にも現れている。

- 可視光での補償を実現するレーザー トモグラフィ補償光学は、その トモグラフィ計算の先験情報として大まかな大気乱流強度の高さ分布（大気乱流プロファイル）を必要とする。
- SH 波面センサーを用いた MASS 手法は、補償光学観測と同じ方向の大気乱流プロファイルを 1 つの星の観測から得られるという意味で強力な推定手法である。
- 今回初期実証実験として、東北大学 50cm 望遠鏡を用いたシンチレーション観測を行い大気乱流プロファイルを推定することができた。10km の高度に局所的に強い乱流があるという結果は典型的なものと一致しており推定の妥当性を支持するものであった。

6 Reference

1. A.Tokovinin 2007, RevMexAA (Serie de Conferencias), 31, 61-70
2. A.Tokovinin, V.Kornilov, N.shatsky, & O.Voziakova 2003, Mon. Not. R. Astron. Soc. 343, 891-899
3. F.Roddier 1981, E.WOLF, PROGRESS IN OPTICS XIX NORTH HOLLAND

c8

大気揺らぎの tip-tilt 成分補正法の検証

東北大学大学院 理学研究科

飯塚 悠太

大気揺らぎの tip-tilt 成分補正法の検証

飯塚 悠太 (東北大学大学院 理学研究科)

Abstract

地上にある大口径望遠鏡の分解能は、大気の流れの影響により大幅に低下してしまう。これは、補償光学システム (Adaptive Optics System : AOS) を使用することによって大幅に改善することができ、現在、世界のあらゆる大口径望遠鏡で AOs を組み込むことが必須となっている。

大気揺らぎにより広がってしまった星像を補正するのは波面補正素子であるが、それを有効に行うためには画角内の星の位置を固定する必要がある。その役割を担うのが Tip-Tilt Mirror(TTM) であり、本研究では制御工学の観点から TTM の性能評価をおこなう。

1 Introduction

TTM 補正は、三つの重要な要素があり、星の明るさ重心の検出、必要な補正の計算、重心のずれの補正 (TTM) から構成される。卒業研究として、東北大学の 50cm 望遠鏡を用いて TTM のみで補正を行った。実験室で平行光を作り、仮想の大気揺らぎを与え、観測モデルを考えた。その際、TTM の速応性、減衰性を上げるために制御パラメータを決めるのだが、その手法はパラメータをしらみつぶしに入れ、補正後の重心の位置の分散が最も小さくなる組み合わせを選ぶ、というものだった。

そこからの発展として、本研究では制御パラメータの決定方法にジグラー・ニコルスの限界感度法を用いて大気揺らぎの補正精度を検証する。

2 Methods/Instruments and Observations

2.1

制御工学では、制御対象に送られる入力信号と実際に出力される信号との間にどのような関係があるかを調べ、伝達関数と呼ばれる数式で表現する。具体的には時間の関数として表現された入力・出力をラプラス変換し、(伝達関数)=(出力)/(入力)として定義する。ラプラス変換の定義は以下のように表さ

れる。

$$F(s) = \mathcal{L}[f(t)] = \int_0^{\infty} f(t)e^{-st} dt \quad (1)$$

この数学的操作により、一般の入力に対する出力が求められ、逆ラプラス変換を施せば制御系の過渡応答を可視化できる。

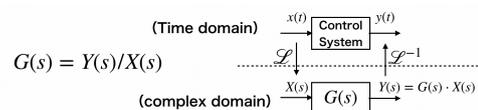


図 1: ラプラス変換は時間 t の関数を複素数 s の関数にする変換である。 $s = j\omega$ とおけば、フーリエ変換と同値であるが、過渡応答を見るためにはフーリエ変換ではなくラプラス変換をおこなう必要がある。

本研究では、入力として単位ステップ応答を加える。出力を時間の関数としてグラフに表したとき、その形を見て制御系の伝達関数を持っているのかを推定する。

一般的に制御系の伝達関数の制御系が未知の場合、二次遅れ系と呼ばれる伝達関数を仮定する。さらに、それにむだ時間を考慮し (機械制御では、入力信号を与えてから、それに応じた出力信号が現れるまでに一定の時間が経過するのだが、この効果をむだ時間という)、より正確な制御系のモデルを構成する。

これを定式化すると、次のようになる。

$$G(s) = \frac{K\omega_n^2}{s^2 + 2\zeta\omega_n s + \omega_n^2} e^{-Ls} \quad (2)$$

そして (二次遅れ系) × (むだ時間) として表現された伝達関数を、測定結果から得られたデータと fitting させて、適切な二次遅れ系の係数 (K, ζ, ω_n)、むだ時間 L の値を決める。

次に、閉ループ補償光学の伝達関数 (一巡伝達関数) を定式化する。図 3 は補償光学の概念図である。星像の揺らぎは明るさ重心の位置の時間変動として検出される。それは離散的であり、時々刻々と変わる重心位置のデータである。つまりある時刻に検出された重心位置と、その 1 フレーム後の画像の重心位置との差 (偏差) を打ち消すように TTM を作動させれば、重心位置の変動を抑えることができる。そのように閉ループ補償光学系を設計したモデルが図 4 である。

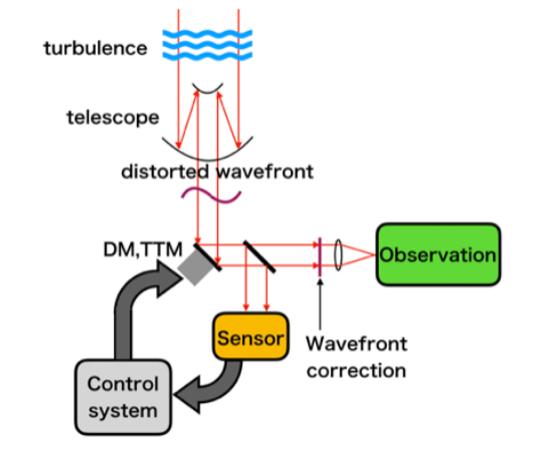


図 2: AOS の概念図。波面の補正も明るさ重心補正も、閉ループ補正の原理的には同じである。

以上より、図 4 のように表したモデルの一巡伝達関数は次のように表される。

$$H(s) = \frac{1}{1 + G(s)e^{-L_2s}} \quad (3)$$

ただし、 L_2 は Detector のむだ時間要素である。

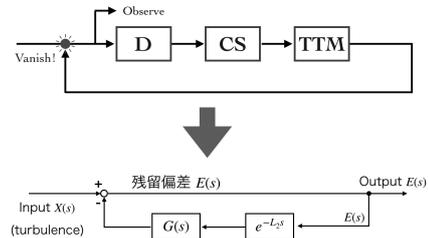


図 3: 本研究でモデル化したフィードバック制御のブロック線図

2.2

閉ループ制御では、制御対象の速応性・減衰性を高めるために PID 制御と呼ばれる方式を用いる。重心位置の偏差を検出し、その偏差分にあるパラメータをかけたものをコマンドとして TTM に送るようにする。これはブロック線図では図 5 のように表されて、三つの制御パラメータ K_p, T_I, T_D を変化させることによって最適に補正できるようにする。

K_p の値は制御系の速応性・減衰性を決めるが、値が大きすぎると制御系が不安定になり系が振動してしまう。 T_I は積分時間と呼ばれるもので、ステップ応答を与えたとき、P 制御による操作信号変化に相当する操作信号変化を、I 制御のみで発生させるために必要な時間として、 T_D はそれを I 制御のみで発生させるために必要な時間としてそれぞれ定義される。

PID 制御の各パラメータの値 (K_p, T_I, T_D) は設計値なので、制御対象とは独立に自由に与えることができ、最適な値を決定する必要がある。しかし、一般的な制御対象に対して、最適なゲイン値を与える代数的な方法は存在せず、実際の調整は、数値シミュレーションを行ったり、試行錯誤的に最適値を得ている。

表 1: ジグラー・ニコルス法

| 制御動作 | K_p | T_I | T_D |
|-------|-----------|-----------|------------|
| P | $0.5K_c$ | ∞ | 0 |
| P+I | $0.45K_c$ | $0.83T_c$ | 0 |
| P+I+D | $0.6T_c$ | $0.5T_c$ | $0.125T_c$ |

表 1 はジグラー・ニコルスの限界感度法である。こ

の方法は、 $T_I = \infty$ 、 $T_D = 0$ と置き、比例感度 K_p だけの制御系を行う。制御システムの応答が安定限界状態になるときの安定限界状態 K_c と持続振動の周期 T_c を求めて表から最適とするパラメータをそれぞれ算出する方法である。パラメータの値が求まったら大気ゆらぎを入力し、TTM がゆらぎを補正できているかをフーリエ変換で評価する。また、最終的な伝達関数は以下のように表される。

$$\mathcal{K}(s) = K_P \left(1 + \frac{1}{T_I s} + T_D s \right) \quad (4)$$

$$H(s) = \frac{1}{1 + \mathcal{K}(s) \cdot \frac{K\omega_n^2}{s^2 + 2\zeta\omega_n s + \omega_n^2} \cdot e^{-Ls}} \quad (5)$$

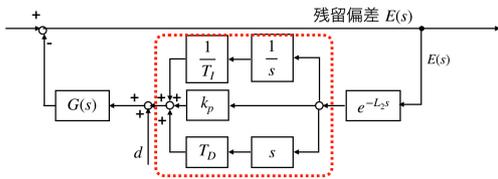


図 4: 制御系のモデルに PID 制御を加味したブロック線図。 $\mathcal{K}(s)$ (赤破線) が TTM の前に挿入される形になる。

3 Results

以前に求めた K_P, T_I, T_d の値は、試行錯誤的にパラメータの値を入力し重心の位置の値の分散を調べ、それが最小になるように決めていた。しかし本研究では TTM の応答をあらかじめ調べることによって、パラメータチューニングをおこなった。

大気ゆらぎのモデルは東北大学の望遠鏡で星像を観測した際の重心の動きのデータを用いた。大気ゆらぎを制御系のモデルに入れ、それを補正したものが図 6 である。

4 Discussion

本研究ではジグラー・ニコルス法を用いて最適パラメータを決定した。この他にもパラメータを決定

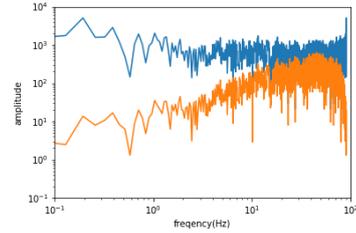


図 5: 東北大学で観測した大気ゆらぎによる星像の動き (FFT)。青が補正前、橙が補正後のデータである。

する方法はあるが、今後はオートチューニングのようなパラメータ決定の手法を用いて、制御パラメータを決定できるようなプログラムなどを考えている。またパラメータ決定の手法が違うので、最適パラメータも以前の研究とは異なる値になった。

5 Conclusion

TTM にステップ応答を加えた際の応答から、TTM の伝達関数を求めた。

閉ループ補償光学系のモデルを構築し、実際に大気ゆらぎのモデルを入れることで大気ゆらぎの amplitude を減少させることができた。

6 参考文献

『制御工学 テキスト』(加藤隆, 日本理工出版会)
『Python による制御工学入門』(南裕樹, オーム社)

c9

鹿児島大学 1m 望遠鏡用可視光 2 色同
時撮像装置の開発
鹿児島大学 大学院理工学研究科
川本 莉奈

鹿児島大学 1m 望遠鏡用可視光 2 色同時撮像装置の開発

川本 莉奈 (鹿児島大学 大学院理工学研究科)

Abstract

我々は鹿児島大学 1m 望遠鏡に搭載し近赤外 3 色同時撮像装置 (以下、赤外カメラ) と併用できる、可視光 2 色同時撮像装置 (以下、可視カメラ) を開発している。

望遠鏡によって集光した光線を、ダイクロイックミラー (DM) を用いて赤外線と可視光線に分け、分けた光線のうち可視光線を可視カメラに入射させる。更に、可視カメラの中にもう 1 枚の DM を配置し、光線を g' バンド ($0.48 \mu\text{m}$) と i' バンド ($0.77 \mu\text{m}$) に分け、2 台の CCD イメージセンサを用いて赤外カメラと同時に撮像する。使用する CCD ($1024 \times 1024 \text{pixel}$) の 1 画素のサイズは $24 \mu\text{m}$ であり、赤外カメラと同等の視野 (10.5 分角) と、ピクセルスケール (0.62 秒角/pixel) を実現するためには、有効焦点距離を 1m 望遠鏡の本来の焦点距離 12 m から 8 m に変換する必要がある。また、リッチー・クレチアン光学系がもつ像面湾曲を補正し、視野全面においてシーイングリミットとなる空間解像度を実現する必要がある。

本研究では、ダイクロイックミラーによる非点収差が最小になるようなウェッジ角度や配置、及び、補正レンズ系の材質や形状、配置などの設計を行った。シミュレーションの結果、視野全面において g' バンドでは RMSradius $7.40 \mu\text{m}$ (0.19 秒角)、 i' バンドでは RMSradius $14.1 \mu\text{m}$ (0.36 秒角) のスポットが実現できている。今後、外装の機械設計、撮像素子冷却方法の検討などを行う予定である。本講演では可視カメラの光学設計、及び結像性能の評価について報告する。

1 Introduction

2017 年 8 月 17 日、中性子星連星 (BNS) 合体による重力波 (GW170817) が人類史上初めて検出された。光・赤外線観測装置を用いた追観測により得られた光度曲線 (図 1 Ref.) は Kilonova の理論光度曲線と酷似しており、これまで起源が明らかにされていなかった、 r プロセスによる重元素合成の現場を捉えたことを示唆する結果となっている。

図 1 は世界中の研究機関によって得られた BNS 合体後の紫外線・可視光・赤外線の波長域における光度変化である¹。図から、それぞれの波長によって時間に対する光度の振る舞いが異なることが確認できる。このように光度が時々刻々と変化し、各波長において明るさの異なる天体現象の場合、可能な限り多波長で、同時刻の観測を行うことが好ましい。また、赤外線と可視光の光度の振る舞いが短時間で急激に変化する激変星や突発天体の観測でも、異なる波長を同時に撮像する必要性がある。

また、近年、系外惑星のトランジット観測において、トランジットの様子を異なる波長で観測すると、そ

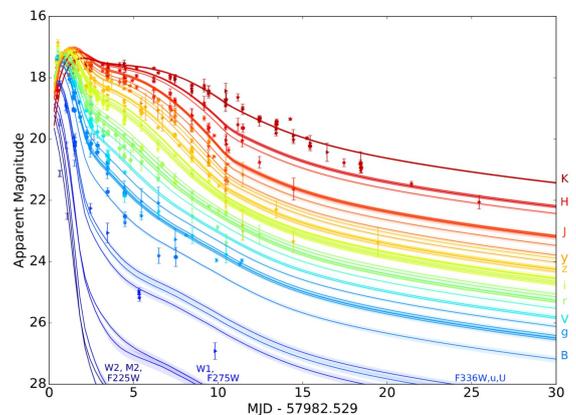


図 1: 中性子星連星合体後の光度曲線の変化 (出典: V.A.Villar et al. 2017)

れぞれの波長でトランジットの深さが異なる例が挙げられている。このような観測結果は、トランジットの多波長観測によって惑星大気の有無を判断できることを示している²。このような観測でも、多波長同時観測は威力を発揮することができる。

そこで我々の研究グループでは既に行っている赤外カメラの開発に加え、可視域の波長帯をカバーでき

る可視カメラの開発を始めた。これら 2 つの観測装置が完成すると、日本で最も多くの波長帯を同時撮像できる観測環境が実現する。

2 鹿児島大学 1m 望遠鏡

鹿児島大学 1m 望遠鏡 (図 2) は有効主鏡径 1000 mm、有効副鏡径 245.24 mm のリッチー・クレチアン式反射望遠鏡である。リッチー・クレチアン式反射望遠鏡は、主鏡、副鏡ともに双曲面に似た高次非球面となっており、球面収差とコマ収差が補正された光学系を持つ。

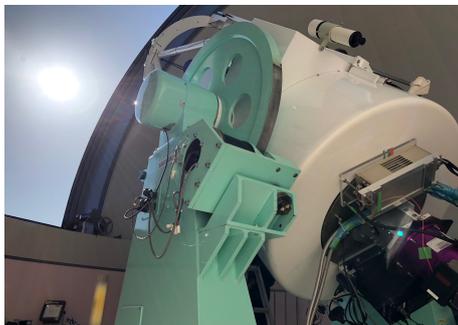


図 2: 鹿児島大学 1 m 望遠鏡

表 1: 鹿児島大学 1m 望遠鏡

| | |
|-------|-------------|
| 有効主口径 | 1 m(F2) |
| 光学系 | リッチー・クレチアン |
| 焦点 | カセグレン (F12) |
| 架台 | 経緯台 |

3 可視カメラの特徴と光学設計

現在、開発を行っている可視カメラは g' バンド ($0.48 \mu\text{m}$) と i' バンド ($0.77 \mu\text{m}$) の 2 色を同時に撮像できる光学系になっており、フィルターホイールを用いず、光学部品を固定式にすることによって装置のトラブルを最小限に抑えることができる。

ここで可視カメラの設計に関して要求されることが 3 点ある。

1. 望遠鏡と赤外カメラの間の空間に設置できる構造

2. 赤外カメラと同等なピクセルスケール

3. 光学収差による像の乱れを最小限に抑え、シーイングリミットよりも良い結像性能の実現

1. に関して図 3 に示すように、望遠鏡のフランジ面から赤外カメラの間には 15cm の空間が存在し、この空間に可視カメラを設置する予定である。空間の高さ方向の制約のため、省スペースな光学設計と機械設計を行う必要がある。

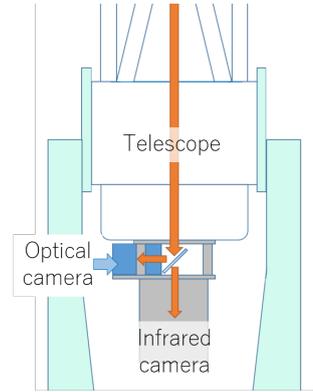


図 3: 光学系の概観

2. に関して、可視カメラと併用する赤外カメラのピクセルスケール

は 0.6 秒角である。解析の都合上、赤外カメラと可視カメラのピクセルスケールは同等であることが好ましい。焦点面でのピクセルスケールは、望遠鏡の焦点距離を変換 (F 変換) することによって、指定することができる。望遠鏡の焦点距離を任意の値に変換するために、可視カメラ光学系内に屈折率を有するレンズを 2 枚挿入している。

3. に関して、光学収差を最小限に抑え、観測所のシーイングリミット (1.5~2 秒角程度) よりも良い結像性能を実現する必要がある。ここで補正すべき光学収差は望遠鏡のリッチー・クレチアン光学系による像面湾曲、DM による非点収差、光学補正レンズによって発生する色収差である。像面湾曲については、F 変換レンズの曲率半径を調節することによって補正している。DM による非点収差は DM にウェッジ角度をつけ、DM に入射する光線の光学的な距離をそろえることによって補正を行う。光学補正レンズによる色収差に関しては、波長分散の異なる材質のレンズを組み合わせることによって補正を行う。

以上の要求を満たすために、Zemax という光線追跡ソフトウェアを用い光学系の最適化を行った。今回の光学シミュレーションでは、以上の 3 つの要件を満たしつつ、装置の開発にかかる費用を抑えるため、焦点面での光学像の大きさを回折限界に近づけ

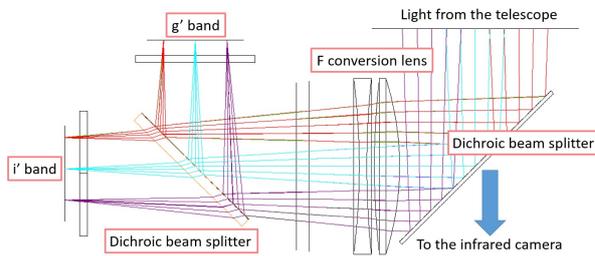


図 4: optical design

ることよりも、シーイングサイズと同程度または小さくすることに重点を置いている。

表 2: 可視カメラの仕様

| | |
|-------------|--------------------|
| 焦点距離 | 8011 mm |
| 視野 | 10.24 分角 |
| ピクセルスケール | 0.6 秒角 |
| g'band 中心波長 | 0.48 μm |
| i'band 中心波長 | 0.77 μm |

4 光学シミュレーションの結果

Zemax によるシミュレーションでは理想的な光学系を想定しているため、光学系内の気流の乱れや、レンズの製造誤差、レンズに含まれる不純物は考慮されていない。また、幾何光学は補正されているが、光の波動的な部分が効いてくるため、シミュレーションによって計算される光学像の大きさは、回折限界よりも小さくすることはできない。

Zemax は光学シミュレーションを行う際に、評価関数というものを作成し、その関数の解の値が最小となるようなパラメータの探索を行う。この評価関数への要求として、cut on と中心波長と cut off のそれぞれの波長の重心がそろっていること（色収差の補正）、焦点距離をできるだけ 8000 mm に近づけ（視野の調節）、焦点面でのスポットサイズが回折限界に近づくように設定を行った。

以下にシミュレーションの結果を示す。3 × 3 の spot diagram は、検出器面上のそれぞれの場所での光学

像に対応しており、図中の薄いグリッド線で書かれた 1 マスは検出器の 1pixel(24 μm) に対応している。像を取り囲む赤い円は観測所の平均的なシーイングサイズ (1.5~2 秒角) を、光学像の中心の黒い円はその波長における回折限界を表している。g',i' バンドのシミュレーション結果は検出器面上の全ての位置で、観測所の平均的なシーイングサイズ (1.5~2 秒角程度) よりも小さな像を実現できている。

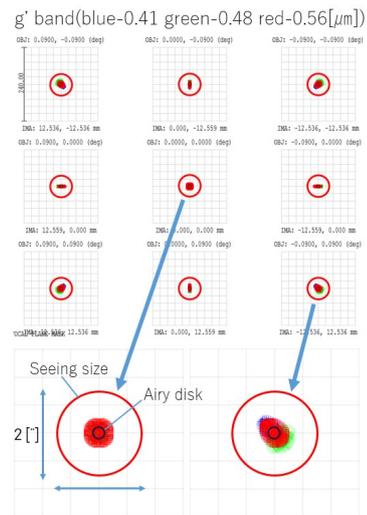


図 5: simulation results of g'band

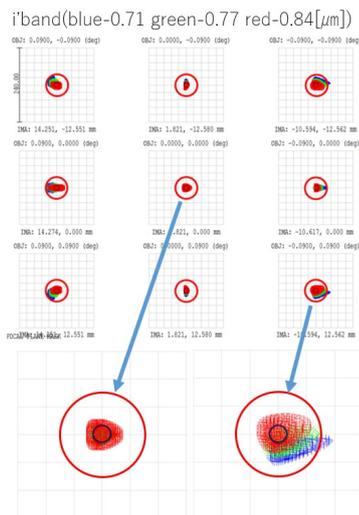


図 6: simulation results of i'band

また、以下に示す図は、光学像の中心からの光のエネルギーの到達度を示している。図中のオレンジ

の線はシーイングサイズの半径を表しており、縦軸の値が 1 に近づくほど光源のすべてのエネルギーが検出器面上に到達していることを表す。この図ではシーイングサイズの円の中に十分な量のエネルギーが到達していることが確認できる。

Reference

V.A.Villar et al. 2017,ApJL

N.Narita et al. 2012, PASJ

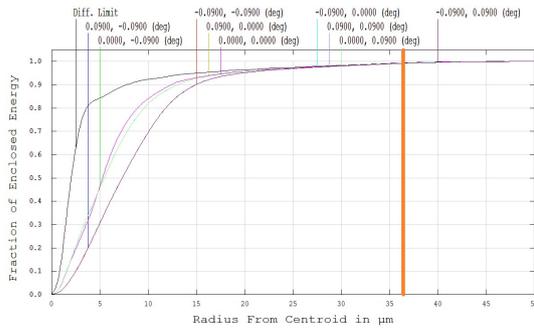


図 7: g'band Encircled Energy

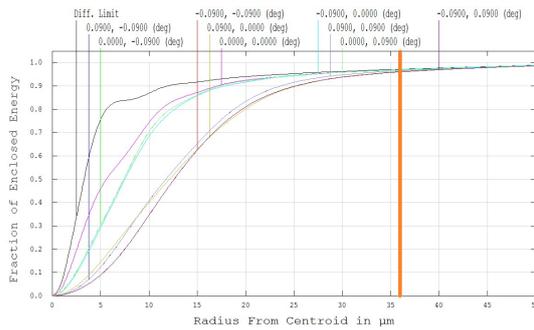


図 8: i'band Encircled Energy

シミュレーションの結果から、検出器上のすべての場所でシーイングサイズよりも良い光学像が得られていることを確認でき、我々が求める結像性能を十分に満たしている。

5 future work

光学設計は完了しており、現在は可視カメラの光学支持部品や、真空容器の機械設計を行っている。機械設計の他に CCD イメージセンサの読み出し回路の設計や、装置の冷却系の検討も行う予定で、来年度中の装置の完成を目指す。

c10

近赤外線撮像分光装置 SWIMS のための
面分光ユニット SWIMS-IFU の開発
東京大学大学院 理学系研究科 天文学
専攻
櫛引 洗佑

近赤外線撮像分光装置 SWIMS のための面分光ユニット SWIMS-IFU の開発

櫛引 洗佑 (東京大学大学院 理学系研究科 天文学専攻)

Abstract

面分光とは空間情報を保持したまま一度に視野全体を分光観測する手法であり、近年光赤外線天文学の主要な観測手法になってきている。面分光は近傍銀河や銀河団など空間的に広がった構造を持つ天体の観測で強みを持ち、その中でも近赤外線での面分光はより遠方 ($z > 1$) の研究やダストが多く可視光では見ることが難しい近傍 LIRG などの活発な星形成をしている銀河の調査において重要である。そこで我々は TAO 望遠鏡の近赤外線撮像分光装置 SWIMS に搭載する面分光ユニット SWIMS-IFU の開発を行っている。これは空間分解能を seeing limited にすることで既存の近赤外線面分光装置の中では最大の視野 $17''.2 \times 12''.8$ を持ち、広がった天体の観測に最適化されている。また、一度に近赤外線波長域 $0.9 - 2.5 \mu\text{m}$ 全体を分光出来る唯一の装置である。

本集録では面分光、SWIMS-IFU の概要とその開発手法、また完成した構成要素の一つであるスリットミラーアレイの評価についてまとめる。スリットミラーアレイは SWIMS-IFU の中で初めて完成した光学素子であり、開発において大きな進展である。これによって今後の開発が加速していくことが期待される。

1 イントロダクション

近年、光赤外線天文学において面分光 (IFS: Integral Field Spectroscopy) という観測手法が大きな成果を残し始めている。面分光は二次元空間情報を保持したまま、視野全体を一度に分光する方法である。従来のスリット分光ではスリット方向の空間次元と波長次元の二次元データを得ることになり空間情報を一次元分失っているのに対して、面分光では空間二次元の情報を保持したまま分光することが出来るので、結果として空間二次元波長次元の三次元データキューブを得ることが出来る。これによって今まではロングスリットの当てる位置をずらしながら何度も露光し観測 (スリットスキャン) していた銀河などの広がった天体全体の分光情報を一度の露光で取得でき高効率な観測が可能になった。

この面分光を実現するには主に (1) レンズレットアレイ方式 (2) ファイバー (+レンズレットアレイ) 方式 (3) スライスミラー方式の三つの方法がこれまでで使用されている。個々の詳細な説明は Allington-Smith & Content (1998) や Allington-Smith et al. (2006) などを参照して頂きたいが、基本的にはどれも望遠

鏡焦点面に結像した天体像を分解しグリッド状や一列に並べなおして一度に分散をかける (図 1)。

面分光では例えば近傍銀河全体を分光することによって、銀河内部での速度や速度分散などの力学構造、星質量や星形成率や電離状態などを一度に詳細に探ることができる。このような観測により銀河の構造形成に関わる物理を解き明かすことができると考えている。特に近赤外線での面分光はより遠方の銀河の研究やダストによる減光が強い近傍 LIRG などの銀河の研究をする上では重要である。しかし、現状の近赤外線面分光ユニットでは視野が典型的に数秒角程度と狭く近傍銀河全体を一度に観測することはできない。そこで我々はより視野の広い面分光ユニット SWIMS-IFU の開発に取り組んでいる。本集録では SWIMS-IFU の概要 (Section 2) と超精密加工による鏡面加工 (Section 3)、遂に完成した光学素子の一つであるスリットミラーアレイの評価 (Section 4) についてまとめる。なお、超精密切削加工によるミラーの製作は理化学研究所先端光学素子開発センターとの共同研究である。

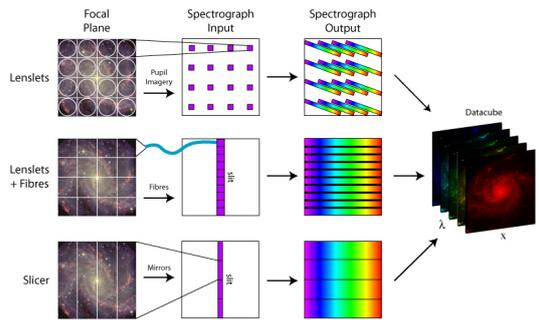


図 1: IFS wiki(<http://ifs.wikidot.com/what-is-ifs>)より。上からレンズレットアレイ方式、ファイバー＋レンズレットアレイ方式、スライスミラー方式の模式図。Credit: M. Westmoquette 氏

2 SWIMS-IFU

SWIMS(Simultaneous-color Wide-field Infrared Multi-object Spectrograph)とは東京大学がチリのアタカマ高地チャナントール山建設中のTAO6.5m赤外望遠鏡用の第一期観測装置で、近赤外線波長帯(0.9 – 2.5 μm)についてBlue(0.9 – 1.45 μm)とRed(1.45 – 2.5 μm)の二つの波長帯にダイクロイックミラーを使い分離し、二色同時に広視野($\phi 9'.6$)撮像もしくはスリット多天体分光が可能な装置である(Konishi et al. 2018)。SWIMS-IFUはこの既存の分光器の焦点面に導入することによって面分光機能を追加する光学ユニットであり、上記のスライスミラーアレイ方式を採用している。現在世界で稼働中の近赤外線面分光装置がAOを用いて高空間分解能観測を行っているのに対して、スライス幅をseeing limitedに最適化することでより広視野での観測を実現する。また、TAO望遠鏡建設地の乾いた気候と高い標高によって得られる連続した大気の窓によって近赤外線域0.9 – 2.5 μm 全体を一度に面分光できる唯一の装置となる。主な仕様は表1を参照。

光学系は図2のようになっており、PO0,2のミラーとPO1の組み合わせレンズからなる前置きの拡大光学系とそれぞれ26個のミラーからなる三種類のミラーアレイ(S1:スライスミラーアレイ、S2:瞳ミラーアレイ、S3:スリットミラーアレイ)によって構成されている。S1:スライスミラーアレイは結像面になっており、ここで個々に傾きを変えた平面鏡により像

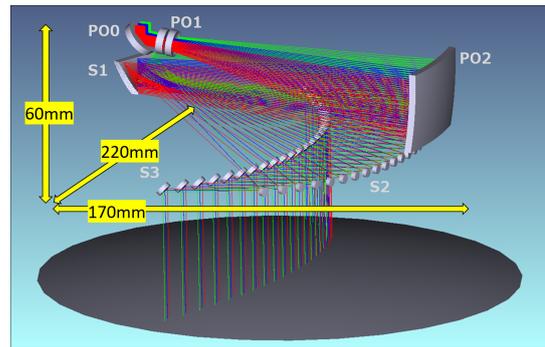


図 2: SWIMS-IFU の光学系。

を26個の短冊状に分割し、S2:瞳ミラーアレイで瞳像を横一列に作る。その後、再びS3:スリットミラーアレイに結像させることで一列に並んだ擬似スリットを作り、後に続くSWIMSの光学系へと導く。S1:スライスミラーアレイはすべての鏡面が平面鏡で、S3はすべての鏡面が球面、S2:瞳ミラーアレイは真ん中の12面が球面、外側の14面が楕円面となっている。光学系の詳細はKitagawa et al. (2014)などを参照されたい。

3 超精密切削加工による鏡面加工

SWIMS-IFUはスリットマスクと同様にSWIMS内に収納し、ロボットアームで焦点面へ移動させるという機械的な制限から非常にコンパクトで軽量に製作する必要がある(表1)。また、SWIMS-IFUの光学系は数ミリ幅の鏡面が80面も存在し、それらが非常に複雑に並んでいる。鏡面は平面鏡、球面鏡、楕円面鏡と様々な形状のものがあ、それらの鏡面を結像性能の観点から表面形状誤差 $P - V < 300\text{nm}$ 、透過性能の観点から表面粗さ $\text{RMS} < 10\text{nm}$ という精度で作成したうえで、鏡面の位置較正を並進成分で $< 20\mu\text{m}$ 、角度成分で $< 0.01^\circ$ という精度で行わなければならない。このような非常にコンパクトで複雑な光学系を通常の研磨加工で作成し、位置較正を行うことは困難である。

そこで我々は超精密切削加工を用いて一つの特種アルミ合金RSA6061(RSP Technology社)母材から複数の鏡面を削り出す一体加工に注目した。超精密加工は近年精度が向上し、ナノメートルスケールで

表 1: SWIMS-IFU の主な仕様。*すばる望遠鏡搭載時の括弧内は検出器が Red と Blue で半分 (2 つ) になっているときの仕様。

| | TAO 望遠鏡搭載時 | すばる望遠鏡搭載時* |
|---------------------------------------|--|------------------------------|
| 観測波長 | Blue:0.9 – 1.45 μm , Red:1.45 – 2.5 μm | |
| 波長分解能 ($R = \lambda/\Delta\lambda$) | ~ 1000 | |
| スライス数 | 26 | 26(13) |
| スライス幅 | 0.5'' | 0.4'' |
| 視野 | 17.2'' × 12.8'' | 14'' × 10.4'' (14'' × 5.2'') |
| スループット ($\lambda = 1\mu\text{m}$) | > 70% | |
| サイズ | 170 × 220 × 60mm ³ | |
| 重さ | < 900g | |

の制御が可能となった。そのため各鏡面の形状や粗さを精度よく作成できることに加え、一つの母材に連続して複数の鏡面を加工することでその間の相対位置精度も出すことができ、位置較正の負担が軽減される。また、RSA6061 は通常のアリミ合金より結晶粒が細かいため、より良い表面粗さが達成されることが期待される。実際、これまでのフラットエンドミルでの平面鏡加工、ボールエンドミルによる球面鏡と楕円面鏡加工、およびミラーアレイ構造の加工試験により必要な精度が達成されることが確認されている (Kitagawa et al. 2016; Kono et al. 2018)。これらの試験加工によって 26 個の鏡面を一つの母材から削り出すことでそれぞれのミラーアレイ構造 (S1, S2, S3) を製作できることが実証されてきた。

4 スリットミラーアレイ本加工

これまでの加工試験を受けて、三つのミラーアレイの内の一つであるスリットミラーアレイ (図 2 中 S3) の本加工を実施した。完成したミラーアレイは図 3 のようになっている。加工は理化学研究所所有の東芝機械 超精密加工機 ULG-100D(5A) を用いて行った。スリットミラーアレイはすべての面が球面であるため、加工にはボールエンドミルを用いている。

本加工品の加工精度の評価としては (1) 各鏡面の表面粗さ (2) 各鏡面の表面形状誤差 (3) 26 個の鏡面の相対位置が上げられる。表面粗さについては Zygo 社製の干渉計である NewView7200 で各鏡面の ~ 702 μm × 526 μm の領域を抽出して測定し、その測

定データの高周波数成分 (周期 < 20 μm) をフーリエ解析によって抽出しその二乗平均平方根 (RMS) を採用した。表面形状は Zygo 社の干渉計 VerifireQPZ によって各鏡面の全体を測定したデータの最大値と最小値の差 (Peak to Valley:P-V) を採用し、そしてミラー間の相対位置はミットヨ社の三次元測定機 LEGEX と三鷹光器の非接触測定器 PFU-3 で各球面の位置を測定し、26 面の測定した相対位置と設計での相対位置とのずれを検証した。それらの値を 26 個のミラーすべてについて求め、その平均値、最大値、最小値を表 2 まとめた。これを見ると表面粗さについては最大値が基準を超えているがそれでもほぼ要求精度程度の値を記録しており影響は小さい。他の測定に関しては全て要求精度内であるので、基本的には三つの精度基準について目標を達成できていることがわかる。

これによって初めて SWIMS-IFU の光学素子の一つが必要な精度で完成した。鏡面の加工、アレイ形状の実現など技術が確立されたことで残りの瞳ミラーアレイとスライスミラーアレイの開発についても今後順調に進んでいくことが期待される。

5 まとめ

我々は現在、TAO 望遠鏡の第一期装置 SWIMS のためのスライスミラー方式の面分光ユニット SWIMS-IFU の開発を行っている。これは広がった天体の観測に最適化するために seeing limited なスライス幅に設計することで、既存の近赤外線面分光装置の中

表 2: スリットミラーアレイ評価結果。

| | 平均値 | 最小値 | 最大値 | 要求精度 |
|------------------------------|-------|-------|-------|-------|
| 表面粗さ RMS[nm] | 7.36 | 4.42 | 12.84 | < 10 |
| 表面形状誤差 P-V[nm] | 168.7 | 117.3 | 277.1 | < 300 |
| ミラー間相対位置ずれ [μm] | 6.43 | 2.47 | 19.83 | < 20 |



図 3: スリットミラーアレイの完成品。各段差の上面が球面鏡になっている。

で最大の視野 ($17''.2 \times 12''.8$) を持つ。さらに TAO 望遠鏡サイトで得られる近赤外線域での連続した大気の窓を活用して $0.9 - 2.5\mu\text{m}$ 全体を面分光できる唯一の装置となる。

非常にコンパクトで複雑な光学系の製作のため、我々は超精密切削加工によるミラーアレイの一体加工に着目し、平面、球面、楕円面鏡の製作やミラーアレイ構造の加工など要素技術の試験を行ってきたが、遂に光学素子の一つであるスリットミラーアレイの加工に成功した。完成したスリットミラーアレイは各鏡面の表面粗さ、表面形状誤差、ミラー間の相対位置精度などの精度において必要な精度をほぼ満たし、今回の技術でミラーアレイの製作が十分に可能であることを示すことが出来た。

今後は残り二つのミラーアレイの内、瞳ミラーから製作を進めていく。瞳ミラーアレイはスリットミラーアレイと違い、12 個の球面鏡と 14 個の楕円面鏡からなり、面の傾きなどもより複雑になるため加工はやや難しくなるが、これまでに積み重ねた技術で十分作成が出来ると考えている。また、全体としては来年度の完成を目指し、各光学素子の製作を行っていく。

Reference

- Allington-Smith, J., & Content, R., 1998, PASP, 110, 1216
- Allington-Smith, J., 2006, NewAR, 50, 244
- Ozaki, S., Kitagawa, Y., Motohara, K., Konishi, M., Takahashi, H., Yoshikawa, T., Tateuchi, K., Kato, N., 2012, Proc of SPIE, 8450, 3Y
- Kitagawa, Y., Ozaki, S., Motohara, K., Konishi, M., Takahashi, H., Tateuchi, K., Todo, S., Kato, N., Yoshikawa, T., 2014 Proc of SPIE, 9151, 4P
- Kitagawa, Y., Yamagata, Y., Morita, S., Motohara, K., Ozaki, S., Takahashi, H., Konishi, M., Kato, N. M., Kobayakawa, Y., Terao, Y., Ohashi, H., 2016 Proc of SPIE, 9912, 25K
- Kitagawa, Y., 2016, Ph. D thesis
- Konishi, M., Motohara, K., Takahashi, H., Kato, N., Terao, Y., Ohashi, H., Kono, Y., Kushibiki, K., Kodama, T., Hayashi, M., Tanaka, I., Tadaki, K., Toshikawa, J., Koyama, Y., Shimakawa, R., Suzuki, T., Tateuchi, K., Kitagawa, Y., Kobayakawa Y., Todo, S., Aoki, T., Doi, M., Hatsukade, B., Kamizuka, T., Kohno, K., Minezaki, T., Miyata, T., Morokuma, T., Sako, S., Soyano, T., Tanabe, T., Tanaka, M., Tarusawa, K., Tamura Y., Koshida, S., Ohsawa, R., Uchiyama, M., Mori, T., Yamaguchi, J., Yoshida, Y., Yoshii, Y., 2018, Proc. of SPIE, 10702, 26K
- Kono, Y., Yamagata, Y., Morita, S., Motohara, K., Ozaki, S., Tsuzuki, T., Takahashi, H., Kitagawa, Y., Konishi, M., Kato, N. M., Terao, Y., Ohashi, H., Kushibiki, K., Proc of SPIE, 10706, 3F
- Kono, Y., 2019, Master thesis