

---

2022年第52回 天文・天体物理若手夏の学校  
観測機器分科会 集録集

---

## ■ 謝辞

2022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、光学赤外線天文連絡会、理論天文学宇宙物理学懇談会、天文教育普及研究会、日本天文学会からのご支援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

|        |        |  |
|--------|--------|--|
| 観測 a01 | 川下 紗奈  | 1.85m 電波望遠鏡搭載受信機のさらなる高性能化に向けた開発                              |
| 観測 a02 | 知念 翼   | 超広帯域 (6.5 – 12.5 GHz) Turnstile OMT の開発                      |
| 観測 a03 | 小関 知宏  | テラヘルツ強度干渉計の光学システムおよび読み出し回路の開発                                |
| 観測 a04 | 丹羽 綾子  | 南極テラヘルツ強度干渉計の試験観測に向けた 1.5 THz 光子検出器の開発                       |
| 観測 a05 | 今村 千博  | 遺伝的アルゴリズムによるパラボラ構造最適化手法の実装                                   |
| 観測 a06 | 中野 覚矢  | ミリ波補償光学 (MAO) の実現に向けた波面センサの開発と実証                             |
| 観測 a07 | 加島 颯太  | 将来の太陽観測に向けた高精度 Wolter ミラーの研究開発                               |
| 観測 a08 | 安福 千貴  | 太陽観測ロケット実験 FOXSI-4 搭載用高角度分解能 X 線望遠鏡の開発                       |
| 観測 a09 | 浦部 蒼太  | 中央大学 40cm 可視光望遠鏡の恒星フレア自動追観測システムと分光性能                         |
| 観測 a10 | 根本 登   | 可視光測光望遠鏡 CAT を利用した増光検知システムの構築                                |
| 観測 a11 | 井出 善心  | 恒星フレアの $H\alpha$ 輝線を検出する 25cm 自動望遠鏡の開発                       |
| 観測 a12 | 青木 悠馬  | X 線分光撮像衛星 XRISM 搭載 CCD 検出器における Goffset のシミュレーション             |
| 観測 a13 | 榎木 大修  | CMOS イメージセンサ IU233N5-Z の X 線性能評価と偏光検出の可能性                    |
| 観測 a14 | 宮川 陸大  | 受光面積向上を目指した超伝導転移端型 X 線マイクロカロリメータ Au マッシュルーム型吸収体の開発           |
| 観測 a15 | 太田 瞭   | 太陽アクシオン探査に向けた TES カロリメータの開発と評価                               |
| 観測 a16 | 梶間 勇吹  | TES 型 X 線マイクロカロリメータのための超伝導磁気遮蔽シールドの開発                        |
| 観測 a17 |        | c 講演へ  |
| 観測 a18 | 辻 雪音   | GEO-X 衛星に向けた MEMS X 線望遠鏡への原子層堆積法を用いた Pt 成膜                   |
| 観測 a19 | 村川 貴俊  | GEO-X 衛星に向けた迷光防止用コリメータの開発                                    |
| 観測 a20 | 後藤 初音  | 可視光・形状測定による Lobster Eye Optics のアラインメント調整                    |
| 観測 a21 | 末岡 耕平  | 全天 MeV ガンマ線観測衛星 AMEGO におけるコンプトン再構成アルゴリズムの研究                  |
| 観測 a22 | 難波 宏樹  | 水チェレンコフ検出器アレイによる最高エネルギー宇宙線観測                                 |
| 観測 a23 | 杉津 萌   | 弾性体モデルを用いた画像データ同士の滑らかで高精度な接続手法の研究                            |
| 観測 b01 | 野曾原 千晟 | 45m 電波望遠鏡搭載観測用準光学型周波数フィルターの開発                                |
| 観測 b02 | 米山 翔   | 野辺山 45m 電波望遠鏡搭載多ビーム受信機の開発                                    |
| 観測 b03 | 亀山 晃   | 水沢 VERA20 m 望遠鏡への搭載に向けた 90° Hybrid Coupler Power・Divider の開発 |
| 観測 b04 | 抱江 柊利  | 6.5-12.5GHz 帯同軸導波管変換の開発と TRL 校正                              |
| 観測 b05 | 河邊 圭寿  | 次世代 X 線天文衛星用 SOI ピクセル検出器の評価システムの構築                           |
| 観測 b06 |        | 講演キャンセル  |
| 観測 c01 | 山口和馬   | MEMS 技術を用いた超軽量 X 線望遠鏡の開発                                     |

## 観測 a01

# 1.85 m 電波望遠鏡搭載受信機のさらなる高性能化に向けた開発

大阪府立大学大学院 理学系研究科  
川下 紗奈

## 1.85 m 電波望遠鏡搭載受信機のさらなる高性能化に向けた開発

川下 紗奈 (大阪府立大学大学院 理学系研究科)

### Abstract

我々の研究室では、野辺山宇宙電波観測所に設置している口径 1.85 m の電波望遠鏡を開発・運営してきた。この望遠鏡では、銀河系に存在する分子雲に対して主に一酸化炭素を用いて広帯域観測を行っている。これまでに 230,345 GHz 帯に存在する CO 同位体 6 輝線 ( $J = 2-1, 3-2$ ) の同時観測を目指し、プロトタイプ of 広帯域マルチプレクサなどを用いてファーストライトに成功した (Masui et.al. 2021)。現在は、マルチプレクサおよび受信機システムのさらなる性能向上に向けて改良を進めている。その開発項目として、(1) 受信機システムの低雑音化、(2) マルチプレクサの全ての出力に広帯域 SIS Mixer を接続すること、(3) 両偏波化の 3 つを挙げている。低雑音化に関して、マルチプレクサは 3 つのダイプレクサからなる回路であり、現在搭載しているプロトタイプでは LO 周波数に対する汎用性を高めるため、3 つの異なるブロックでダイプレクサ 1 つずつを製造している。そのため、回路的に不要な線路長が存在し、その不要な線路による損失は回路全体の挿入損失の 40% を占めている。そこで我々は、受信機の低雑音化のために LO 周波数を固定することで 1 つのブロックで製造するマルチプレクサの一体型化を進めている。HFSS での電磁界解析の結果、現状では、不要な線路をプロトタイプから 30-50% 程度削減した設計が得られている。また、現在の受信機において 230 GHz 帯では、IF 帯域が 4-8 GHz の SIS Mixer を用いて周波数変換を行っている。今回、さらなる広帯域化として、我々の観測周波数帯に最適化した、RF 帯域 210-375 GHz に広帯域 IF(4-21 GHz) を持つ SIS Mixer を 230,345 GHz 帯の両方に搭載することを検討している (小嶋他 日本天文学会 2021 年秋季年会)。両偏波化に関しては、広帯域な円偏波分離器の開発を進めており、円偏波分離器を構成する各回路では良い特性が得られている。本講演では、上記の一体型マルチプレクサや広帯域 SIS Mixer 受信機の開発状況について報告する。

## 1 背景

星形成過程の解明のため、星のもととなる様々な分子雲の温度や密度構造などの物理状態を調査することは非常に重要である。分子雲は、主成分が無極性分子の水素分子である上、10 K 程度と低温であるために、可視光や近赤外線の領域で電磁波を放射しない。そこで、水素分子の次に存在量が多く、その量が水素分子の量とほぼ比例する一酸化炭素分子の同位体を観測対象とされている。従来から  $^{12}\text{CO}$ 、 $^{13}\text{CO}$ 、 $C^{18}\text{O}$  などの一酸化炭素同位体のミリ波帯・サブミリ波帯における、回転遷移による分子輝線の観測が行われてきた。我々の研究室では、野辺山宇宙電波観測所に設置している口径 1.85m の電波望遠鏡を用いてこれら 3 つの CO 分子輝線を観測し、広域マップを作成してきた。2020 年には、230, 345 GHz 帯に存在する CO 同位体 6 輝線 ( $J = 2 - 1, 3 - 2$ ) の同時観

測に成功し、これまでよりもより詳細な物理情報を得ることができるようになった。現在はこの広帯域受信機のさらなる高性能化に向けて受信機システムの改良を進めている。

## 2 1.85 m 電波望遠鏡

1.85 m 電波望遠鏡は主に、アンテナ部分、光学系、受信機、分光計、計算機で構成される。主鏡と副鏡を用いて集光された電波は、複数枚の平面鏡や楕円鏡で構成される光学系を経て、受信機の horn まで導かれる。受信機では、導波管型のマルチプレクサを用いて周波数分離を行ったのちに、SIS Mixer (Superconductor-Insulator-Superconductor) で周波数変換を行う。この SIS Mixer は、超伝導状態を利用したミキサであり、非

常に微弱な観測電波の周波数変換を低雑音で行うことができる。そして、SIS Mixer で周波数変換後、中間周波数系 (IF 系) にて強度増幅し、さらに周波数変換することで 0-2 GHz まで周波数を落とし、分光計へ入力している。受信機の大きな特徴としては、出力 IF 帯域に制限がある SIS mixer 前でそれぞれ周波数分離を行うことにより、230,345 GHz 帯に存在する CO 同位体 6 輝線の同時観測が可能となっている。さらに、導波管コンポーネントによってサイドバンド分離を行うため、受信機のチューニングが容易であることや、高いサイドバンド分離比を維持できることが利点である。



図 1: 1.85 m 電波望遠鏡

### 3 受信機の高性能化

現在搭載中の受信機のさらなる高性能化として、(1) 受信機システムの低雑音化、(2) マルチプレクサの全ての出力に広帯域 SIS Mixer を接続すること、(3) 両偏波化の 3 つを挙げている。今回は特に、低雑音化のためのマルチプレクサ開発と、その全ての出力に広帯域 SIS Mixer を接続した際の受信機構成について述べる。低雑音化に関しては、現在のプロトタイプマルチプレクサにおける不要な線路の削減による低損失化を検討している。また、広帯域 SIS Mixer の出力 IF が 4-21 GHz であることから、マルチプレクサで 4 帯域に分離後の 4 つの IF 系において広帯域化が必要となる。

### 4 一体型マルチプレクサの開発

周波数フィルタとは、90 度の位相差を用いて強度を 3 dB ずつに分配する Branch Line Coupler (BLC) と任意の周波数帯のみ通過させる Band Pass Filter (BPF) を組み合わせることで周波数分離を行う回路のことである。以下に示すように、入射する電波が BPF の帯域内かそうでないかによって出力する port を分離することができる。



図 2: BPF の通過周波数を入射したとき



図 3: BPF の帯域外周波数を入射したとき

マルチプレクサは 3 つの周波数フィルタからなる回路であり、現在搭載しているプロトタイプでは LO 周波数に対して汎用性を高めた 3 つの異なるブロックでダイプレクサを製造している。そのため、回路的に不要な線路長が存在し、その不要な線路による損失は回路全体の挿入損失の 40% を占めている。低雑音化には、初段 HEMT までの損失低減は不可欠のため、この不要な線路を削減する必要がある。そこで我々は、受信機の低雑音化のために一体型マルチプレクサの開発を進めている。プロトタイプでは 20 mm のブロック 3 つで構成していたが、LO 周波数を固定することで 20 mm 以下のブロック 1 つで製造することを検討している。以下にマルチプレクサを構成する周波数フィルタの単体のモデルとシミュレーション結果を示す。300 GHz 帯周波数フィルタに関しては、現在最適化を進めている段階であるので、200 GHz/300 GHz 帯分離周波数フィルタと 200 GHz 帯分離周波数フィルタの結果のみ示す。

現時点で不要な線路をプロトタイプから 30-50% 程度削減した回路設計が得られており、一体型の最適化も進めている。

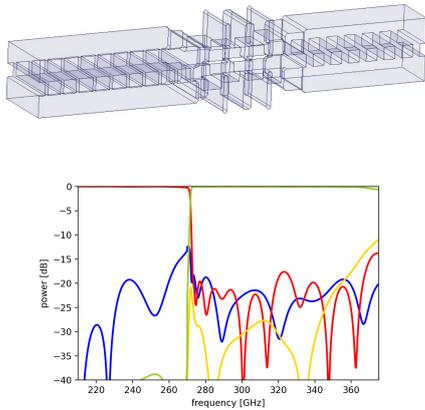


図 4: 200/300 GHz 帯分離周波数フィルタのモデルと特性

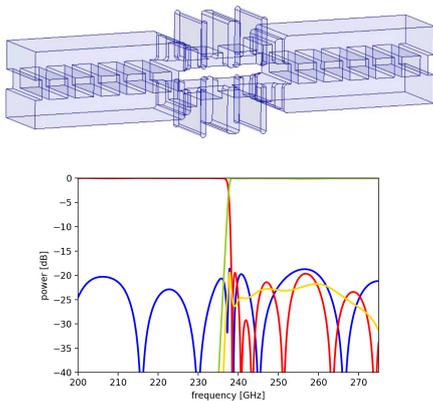


図 5: 200 GHz 帯分離周波数フィルタのモデルと特性

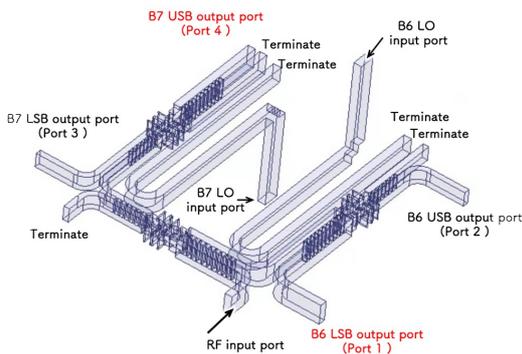


図 6: 一体型マルチプレクサの解析モデル

## 5 広帯域 SIS Mixer 用いた受信機の構成

現在の受信機において、230 GHz 帯では IF 帯域が 4-8 GHz の SIS Mixer を用いて周波数変換を行っている。今回我々は、観測周波数帯に最適化した、RF 帯域 210-375 GHz に広帯域 IF 4-21 GHz を持つ SIS Mixer を 230,345 GHz 帯の両方に搭載することを検討している。これにより、原理的には 210-375 GHz 帯で 4-21 GHz 幅の 4band を観測できることになる。そこで、現在の受信機構成では、230 GHz 帯では IF 系の帯域が 4-8 GHz のため、IF 回路を組み直す必要がある。現在検討中の受信機システムのブロックダイアグラムを図 7 に示す。

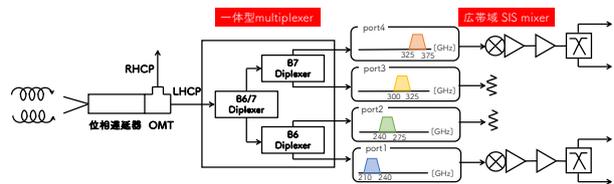


図 7: 受信機システムのブロックダイアグラム

分光計へ入力可能な帯域幅は 2 GHz であるため、4-21 GHz の IF 帯域のうち、観測周波数を含む 2 GHz ごとに分離する必要がある。そのため、IF 帯域をダイプレクサで 2 帯域に分離した後、230 GHz 帯、345 GHz 帯の  $^{12}\text{CO}$ 、 $^{13}\text{CO}$ 、 $\text{C}^{18}\text{O}$  が 2 GHz 幅に含まれるように周波数変換を再度行って分光計へ入力する。

## 6 まとめと今後

広帯域受信機の低雑音化に向けて、不要な線路をプロトタイプより 30-50%削減した、よりコンパクトなマルチプレクサを設計した。今後は、このマルチプレクサを製造後、Vector Network Analyzer を用いて性能を確認し、広帯域 SIS mixer に接続して冷却評価を行う。そして実際に 1.85 m 電波望遠鏡に搭載し、システム雑音の評価を行う。

2022 年度 第 52 回 天文・天体物理若手夏の学校

## Reference

Masui et al. 2021, PASJ, vol73, 1100-1115

小嶋崇文, 他, 2021, 日本天文学会 2021 年秋季年会

[indexへ戻る](#)

観測 a02

超広帯域(6.5 – 12.5 GHz)Turnstile OMTの開発

大阪公立学大学院 理学研究科

知念 翼

## 超広帯域 (6.5–12.5 GHz) Turnstile OMT の開発

知念 翼 (大阪公立学大学院 理学研究科)

### Abstract

日立・高萩 32m 鏡では従来観測してきた 6.7GHz に加え、2019 年に初検出された 6.2, 7.6, 7.8, 12.2 GHz メタノールレーザーも観測することで、大質量星に関する新たな知見を得ようと試みている。これを受け、我々は日立・高萩 32m 鏡へ搭載予定の 6.5–12.5 GHz 帯の受信機を開発を行なっている。その中の受信機コンポーネントとして導波管直交偏波分離器 (OMT) があり、上記のような導波管限界に近い広帯域な性能を達成するために Turnstile 型の OMT を開発した。設計した OMT のシミュレーション結果は目標帯域で反射損失が 22dB 以上の結果を得ており、実測結果でも ~20 dB の結果を得ている。

### 1 Introduction

大質量星形成過程に付随することが知られている 6.7 GHz メタノールレーザーに加え 2019 年に突発的な質量降着率増大に伴い初検出された 6.2, 7.6, 7.8, 12.2 GHz のメタノールレーザーを観測し、大質量星周囲の温度、密度環境などの時間変化を捉えることで大質量星形成に関する新たな知見を得ることが期待される。我々はこれを受け、帯域 6.5–12.5 GHz、比帯域  $\Delta f/f_c$  にして 63% ( $\Delta f$ : 周波数幅、 $f_c$ : 中心周波数) と導波管限界 (導波管では一般的に TE<sub>10</sub> 呼ばれるモードで電波を伝搬させる。周波数  $f$  により TE<sub>10</sub> が発生する導波管サイズが決まり、その 2 倍の周波数  $2f$  では TE<sub>20</sub> と呼ばれる高次モードが発生する。導波管限界とは TE<sub>10</sub> が発生する周波数から高次モード TE<sub>20</sub> が発生するまでの比帯域  $(2f-f)/(3f/2) \times 100 \simeq 66\%$  のことを指す。) に近い受信機を開発を行なっており、その中の導波管コンポーネントとして直交偏波分離器 (OMT) がある。

電波望遠鏡のさらなる発展のために、受信機には観測効率の向上や低損失かつ広帯域な受信機コンポーネントの開発が求められている。特に OMT を用いることで直交偏波を水平・垂直偏波へとそれぞれ分けることができ、2 倍の情報量を取得することができる。低損失として知られる導波管 OMT には、Double Ridge 型や Turnstile 型がある。Double Ridge 型の比帯域が 50% 前後が限界であるのに対し、Turnstile 型は比帯域 60% 以上と導波管限界に近い比帯域を達成できる。

### 2 Design and Fabrication

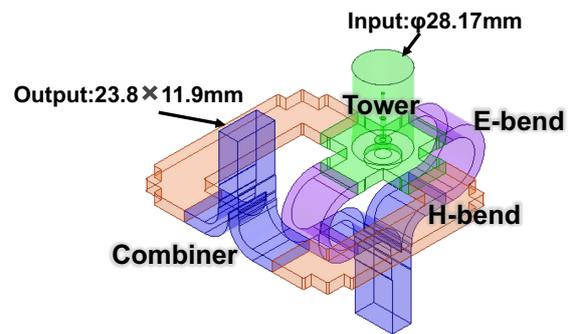


図 1: 設計した Turnstile 型 OMT

図 1 は今回設計した Turnstile 型 OMT である。この OMT は Tower, E-bend, H-bend, Combiner の 4 種類のパーツにより構成されている。円形導波管に入力された直交偏波はまず tower により水平偏波 (Hpol) と垂直偏波 (Vpol) により分離され、各偏波はそれぞれ E-bend、H-bend を通り Combiner により再結合される。OMT の入力円形導波管サイズは  $\phi 28.17$  mm で出力矩形導波管サイズは  $23.8 \times 11.9$  mm である。

この OMT は 3D 電磁界シミュレータ (Ansoft 社の High-Frequency Structure Simulator [HFSS]) を用いて、各パーツの反射が小さくなるように設計・最適化を行なった。反射を抑えることは低損失なコンポーネントを設計する上で重要であり、低反射の基準

としては反射-20 dB を下回っているかが基準となることが多い。反射-20 dB が意味するのは、入力された信号に対する反射の損失が 1%であることを示す。

Tower の中心部は直交偏波分離の部分であり、その構造が OMT の性能を決める。そのため Tower の中心部の構造は正方形、ピラミッド型そして多段円筒型などの多くの種類が考えられてきた(図2)。中でも多段円筒型を採用作用した Turnstile OMT では比帯域 66%にわたり低反射を達成できることが知られている。今回設計する OMT の目標比帯域は 63%であるため、tower の構造は多段円筒型を採用した。そのシミュレーション結果は図3に示すように目標帯域で反射損失 25 dB 以上を達成している。E-bend、H-bend、Combiner のシミュレーション結果についても図3に示すように、E-bend、Combiner は 30 dB 以上、H-bend は 25 dB 以上と低反射を達成している。これら全てを用いて設計した OMT のシミュレーション結果を図4に示す。各偏波(Hpol、Vpol)で信号が通る経路が違うため、反射損失のシミュレーション結果のグラフは2つある。図4より両偏波とも目標帯域である 6.5-12.5 GHz の全帯域で、反射損失 22dB 以上を達成している。

この OMT は構造が複雑なため、1つの金属のブロックでは製造できないため Tower、E-bend、H-bend、

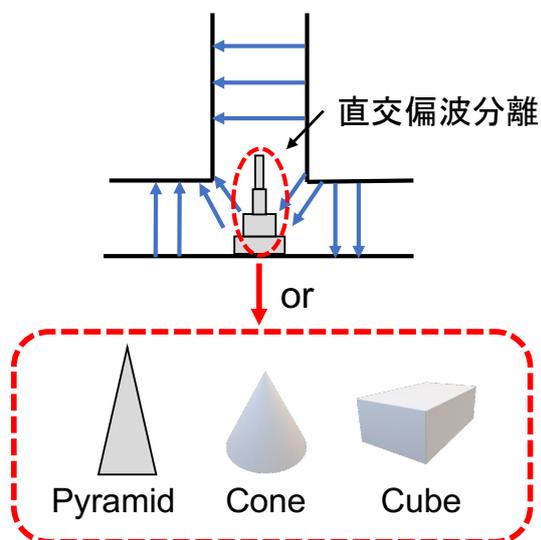


図 2: Tower 中心部構造

Combiner にそれぞれブロックを分割して製造し、各パーツをネジ締結することで OMT 製作した。この製造方法のメリットの一つとして、各パーツ単体での実測を行うことができる。

### 3 Measurement result

製作した OMT の反射損失測定を Hpol と Vpol の両偏波で行なった。測定には Agilent の Vector Network Analyzer(VNA) を使い、TRL(Through-Reflect-Line) で校正を行なった。またこの測定系をシミュレーション上で再現することで、OMT が設計通りに製造されているかを確認した。TRL 校正では導波管面での校正が可能であり、測定物単体に近い測定結果を得ることができる。TRL 校正には scikit-rf の python プログラムを用いた。

図5は OMT の測定の様子を示しており、VNA(port1) から OMT の円形導波管への入力には同軸導波管変換器、矩形方形導波管変換器そして円角変換を用い、Combiner の出力から VNA(port2) へには同軸導波管変換器のみを用いた。図6、図7は OMT の測定結果であり、それぞれ Hpol、Vpol での S11(S11 とは VNA の port1 から入力した信号が再び port1 へ戻ってくる信号のことで、反射のことを示す) の測定結果と図5の測定系を再現したシミュレーション結果を示している。図5に示すように同軸導波管面で TRL 校正をしているため測定結果には矩形方形導波管変換、円角変換の影響が含まれている。また使用しないポートは導波管終端により終端をした。

測定結果は両偏波とも反射損失 ~20 dB を達成している。Hpol では測定結果とシミュレーションと一致しない部分があるが、Vpol ではシミュレーションとよく一致した結果を得た。Hpol の測定結果とシミュレーションの差異は測定の際、VNA からの同軸ケーブルにテンションがかかっていたことが原因だと考えられる。

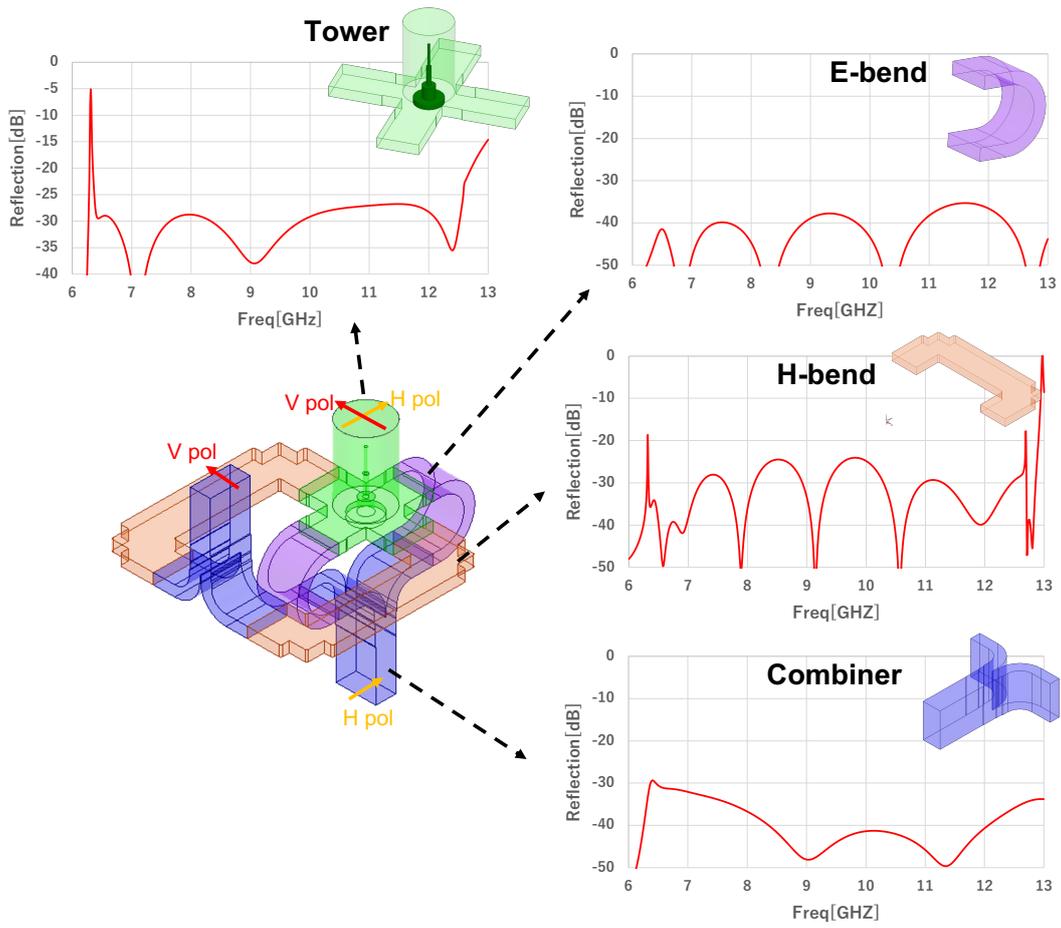


図 3: 各パーツの反射損失 シミュレーション結果



上記のパーツを用いて  
Turnstile OMTを設計!!

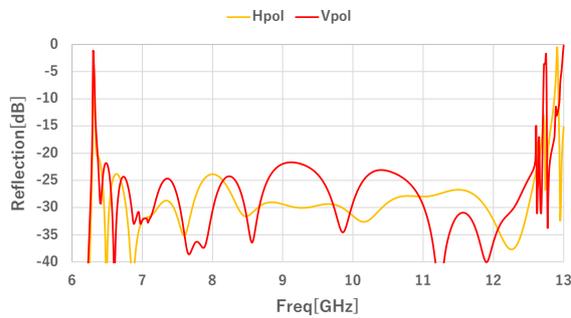


図 4: OMT の反射損失 シミュレーション結果

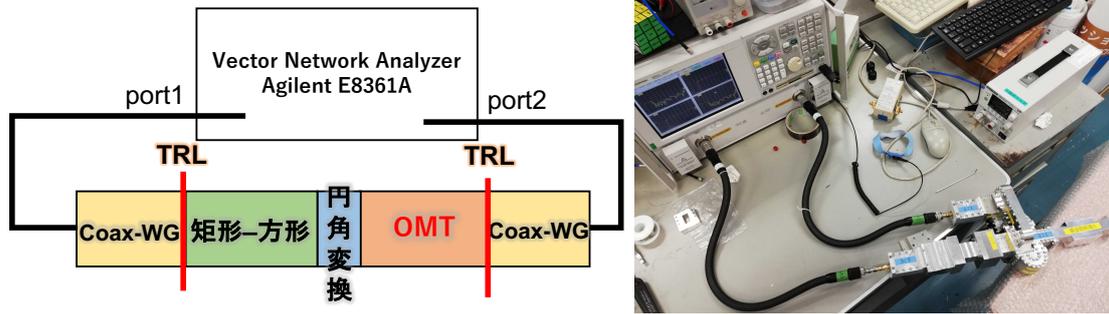


図 5: OMT 測定の様子

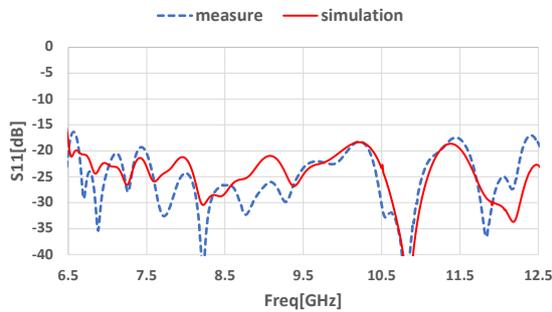


図 6: OMT Hpol 測定結果 (TRL)

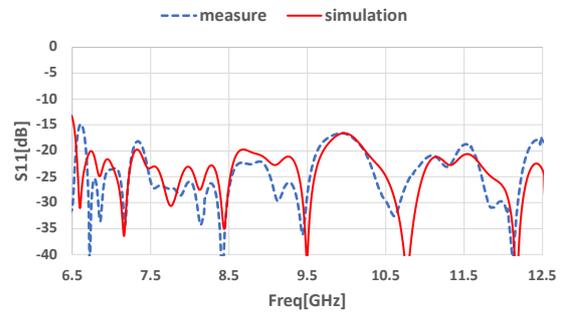


図 7: OMT Vpol 測定結果 (TRL)

## 4 Conclusion

我々は日立・高萩 32m 鏡で 6.5–12.5 GHz 帯のメタノールレーザー観測に向けた直交偏波分離器 (OMT) を開発を行っており、広帯域が特徴の Turnstile 型を採用した。各パーツのシミュレーション結果は反射損失が 25–35 dB 程度を達成しており、低反射なコンポーネントの設計に成功している。これらのパーツを用いた OMT のシミュレーション結果も反射損失 22 dB を達成している。この OMT は構造が複雑なため Tower, E-bend, H-bend, Combiner の 4 つのパーツに分割して製造した。

OMT の測定結果では反射損失 15–20 dB を達成しており、シミュレーション結果ともある程度一致する結果を得ている。以上より 6.5–12.5 GHz (比帯域: 63%) にわたる超広帯域な OMT の設計・製造に成功した。

## Reference

- Breen et al.2019, THE ASTROPHYSICAL JOURNAL LETTERS, 876, L25
- MacLeod et al.2019, Monthly Notices of the ROYAL ASTRONOMICAL SOCIETY, 489, 3981 – 3989
- Trinak et al.210, IEEE MICROWAVE AND WIRELESS COMPONENTS LETTERS

## 観測 a03

テラヘルツ強度干渉計の光学システムおよび読み出し  
回路の開発

筑波大学大学院 数理物質科学研究群  
小関 知宏

# テラヘルツ強度干渉計の光学システムおよび読み出し回路の開発

小関 知宏 (筑波大学大学院 数理物質科学研究群)

## Abstract

我々の研究グループでは、中国紫金山天文台と協力して南極ドーム A で大気透過スペクトル測定を行い電離窒素、2 階電離酸素の輝線を含む帯域に大気の窓が存在しており、テラヘルツ領域の観測が地上から観測可能であることを確認した。この領域を観測する手段として、テラヘルツ強度干渉計を提案し開発を進めている。現在開発しているテラヘルツ強度干渉計は 2 素子強度干渉計であり、周波数 500GHz、口径 76.2mm、基線長 10 – 50 cm である。本干渉計の特徴は、SIS 光子検出器を用いた広帯域・高速読み出しによる遅延時間測定である。SIS 光子検出器は 0.8K で低リークの信号読み出しが可能となり、約 300M $\Omega$  の出力抵抗を持っている。このため信号を後段の広帯域増幅器に接続するためのソースフォロワー回路の開発が必要である。冷却性能制限の消費電力 100 $\mu$ W で動作し、出力抵抗が 3.4k $\Omega$  まで下げることの可能である 0.8K 動作のソースフォロワー回路を開発した。4K ステージでは消費電力 10mW 以下で動作し、出力抵抗をさらに下げることが可能である GaAs HEMT を候補として IV 特性、ゲートリークの評価を進めた。その結果、出力抵抗を 100 $\Omega$  以下まで下げることができ、SIS 光子検出器 の高速信号読み出しによる実現が可能である。本講演では、テラヘルツ強度干渉計にむけた実証実験を目的とした強度干渉計実験の光学システムの概要を示し、広帯域かつ低雑音の読み出し回路の開発の現状と今後の開発計画を報告する。

## 1 研究背景

### 1.1 地上でのテラヘルツ領域の観測

原子輝線のうち電離ガス領域からの炭素、窒素、酸素の輝線はすべて 1THz 以上で放射される。これらの原子輝線は、大質量星形成領域や活動銀河核にある原子ガスの物理状態を探る重要な指標である。しかし、テラヘルツの領域では地上からの観測が難しく宇宙からの観測のみ行われてきた。そのため、主鏡の大きさに制限があり高分解能での観測が実現していない。

1 THz 以上で地上から観測が難しい理由は大気中の水蒸気による吸収である。そのため、我々の研究グループは大気の水蒸気量が非常に少ない南極で観測を行う予定である。我々の研究グループは、中国紫金山天文台と協力して南極ドーム A で大気透過スペクトル測定を行った(図 1)。その結果、電離窒素、2 階電離酸素の輝線を含む帯域に大気の窓が存在しており、テラヘルツ領域の観測が地上から観測可能であることを確認した。

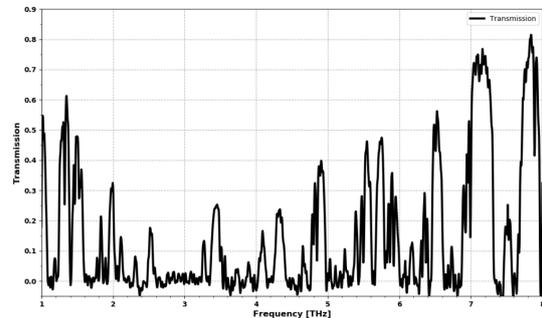


図 1: 南極ドーム A での大気透過スペクトル

### 1.2 強度干渉計による高分解能観測

1THz 以上の領域を観測する方法として SIS 光子検出器を用いた強度干渉計を提案している。ヘテロダイン受信機では位相測定に伴う量子雑音が感度を制限するが、SIS 光子検出器によって光子 1 つ 1 つを時間分解して測定可能な場合、背景放射限界の高感度観測が可能となるためである。さらに、強度干渉計は原理的に強度の相関では位相情報を用いること

ができないため画像合成は不可能であるが、光子 1 つ 1 つを時間分解できる SIS 光子検出を用いた場合には画像合成が実現可能である。これは、光子パンチを用いて遅延時間測定ができ複素ビジビリティが取得可能であるからである。

南極の新旧ドームふじ間 (基線長 50 km) で強度干渉計観測が実現すれば分解能は約 1 ミリ秒角となる。これは大規模星形成領域や活動銀河核の形成に関わる構造が解明できる分解能であり、構造が解明が期待できる。

## 2 強度干渉計実験の開発

南極での観測は、干渉計として口径 30cm 望遠鏡 2 台に 500GHz 帯 SIS ミキサと 1.5THz 帯の SIS 光子検出器を搭載したヘテロダイナミクス干渉計および強度干渉計を採用する予定である。本年度に我々は、実験室内で 500GHz 帯の SIS 光子検出器を用いてテラヘルツ強度干渉を用いた強度相関と遅延時間測定の強度干渉計実験を行う。そのため、実験室内で SIS 光子検出器を用いた強度干渉計実験の立ち上げに取り組んでいる。実験室で行う強度干渉計実験の光学システムを図に示す。本光学システムは、2 素子強度干渉計であり、周波数 500GHz、口径 76.2mm、基線長約 10 - 50 cm であり、現在設計が終わり制作している最中である。

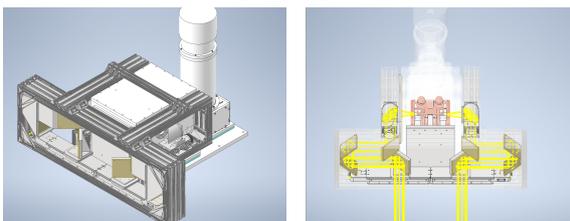


図 2: 実験室内における強度干渉計に使用するクライオスタットと光学系の概観図 (左)。強度干渉計実験における光路図 (右)

## 3 読み出し回路の開発

### 3.1 ソースフォロワー回路

SIS 光子検出器は 0.8K で低リークの信号読み出しが可能となり、約 300M $\Omega$  の出力抵抗を持っている。SIS 光子検出器の信号は 4K で SiGe 低雑音アンプで信号増幅を行う。しかし、0.8K で動作させる SIS 光子検出器から配線の持つ静電容量と出力抵抗の積から時定数が決まり、読み出し速度に制限が生じる。そのため、高速で読み出しを行うためには SIS 光子検出器の近い位置で出力抵抗を下げる回路を設ける必要がある。つまり、読み出し回路の開発が必要である。本研究では、冷凍機の性能より初段 (0.8K ステージ)、第 2 段 (4K ステージ) の 2 段構成で読み出し回路としてソースフォロワー回路を作成し、出力抵抗を下げる。ソースフォロワー回路とは、FET と抵抗素子で構成される回路であり、ゲインがほぼ 1 かつ入力信号と出力信号の位相を変えずに出力抵抗を下げる特徴がある。ソースフォロワー回路の出力抵抗  $R_{out}$  は相互コンダクタンス  $g_m$  を用いて次のように表すことができる。

$$\frac{1}{R_{out}} = g_m = \frac{dI_d}{dV_{gs}} \quad (1)$$

本研究では FET に印加するドレイン電圧  $V_d$  とソース電圧  $V_s$  のパラメータセットを消費電力、雑音の条件のもとに最適なパラメータセットに決定することが目的である。

### 3.2 FET の選定

ソースフォロワー回路で使用する FET は 0.8K で GaAs JFET、4K で GaAs HEMT を候補として評価を行った。GaAs を用いた FET は Si に比べて高い電子移動度と高い飽和電子速度を持っている。そのため、高い動作周波数で動作することが可能である。また、半絶縁性基盤のため Si に比べノイズが少なく、極低温でも動作実績がある。

次に FET の特徴 JFET はゲートの接合がショットキー接合ではなく、PN 接合を用いている。PN 接合は逆バイアスに対する耐圧がショットキー接合に比べ強く、リーク電流は小さく、低雑音である。

HEMTとは、ヘテロ接合を用いて高移動度の二次元電子ガスをチャンネルとしたFETである。このチャンネル層は、アンドープなので不純物が少なく、電子移動度がとても大きい。したがって、式(1)の値を大きくとることが可能であり、出力抵抗を下げる事が可能であると期待される。

本研究ではこれらのFETをそれぞれの特性評価は冷却し、半導体パラメータアナライザを用いてゲートリーク電流特性、 $I_d - V_{gs}$  特性の評価を行った。

### 3.3 ゲートリーク電流特性評価

ゲートリーク電流とは、ドレイン、ソースとゲートの間を流れる電流である。ゲートリーク電流は雑音の原因となる。光子の読み出しを想定するとGaAs JFETに1pA、GaAs HEMTに1nA以下に抑える必要がある。GaAs JFET、GaAs HEMTそれぞれの測定結果を図3,4に示す。

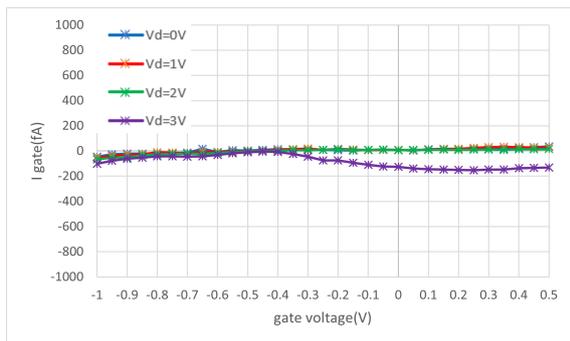


図 3: GaAs JFET のゲートリーク電流特性 (0.8K)

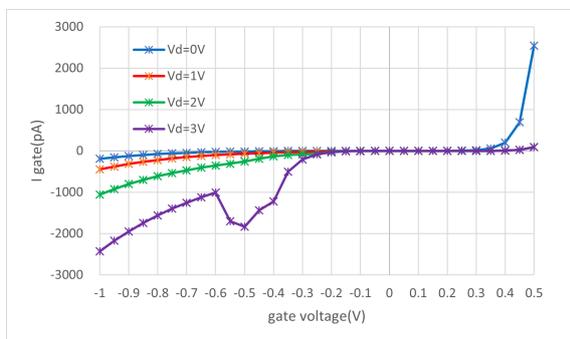


図 4: GaAs HEMT のゲートリーク電流特性 (4K)

この結果は横軸にゲート-ソース間電圧、縦軸がリーク電流を示している。各線はドレイン電圧を変えた時のリーク電流の変化を表しており、青:0 V, 赤:1 V, 緑:2 V, 紫が3 Vを示している。

この結果より GaAs JFET はドレイン電圧 3V 以下、GaAs HEMT は  $V_{gs} = -0.4V$  以下ではドレイン電圧 2 V 以下それ以上では 3 V 以下で使用する必要があると確認できた。

### 3.4 $I_d - V_{gs}$ 特性評価

式(1)を用いて相互コンダクタンス  $g_m$  を求めるために  $I_d - V_{gs}$  特性評価を行った。その結果を以下に示す。

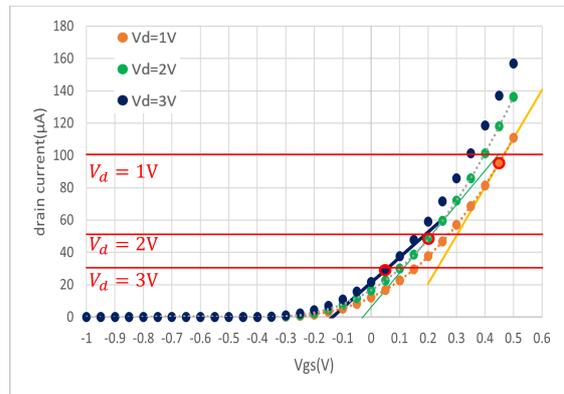


図 5: GaAs HEMT の  $I_d - V_g$  特性 (0.8K)

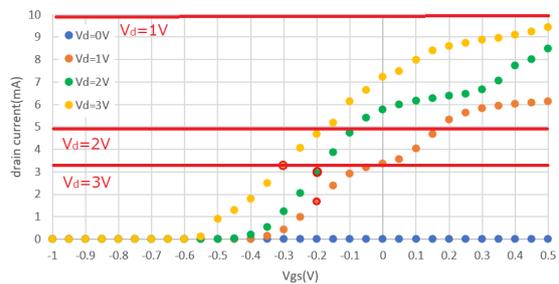


図 6: GaAs HEMT の  $I_d - V_g$  特性 (4K)

横軸はゲートソース間電圧、縦軸はドレイン電流、各線はドレイン電圧が異なる。各温度ステージには

冷却性能の制限があり、読み出し回路として利用できる電力は 0.8K ステージで  $200\mu\text{W}$ 、4K で  $20\text{mW}$  を想定しており、赤い線は消費電力の制限と各ドレイン電圧から求められるドレイン電流の上限である。そのため、FET はこの赤線以下の領域で動作させる必要となる。赤丸で囲んだ測定点は消費電力制限の中で各ドレイン電圧で最も出力インピーダンスを下げる事が可能な測定点である。図の各測定点での相互コンダクタンスは式 (1) を用いて導出し、冷却性能による条件内で最大の相互コンダクタンスは GaAs JFET はドレイン電圧 1 V で  $2.9 \times 10^{-4}\text{S}$ 、GaAs はドレイン電圧 2V で  $1.8 \times 10^{-2}\text{S}$  であった。

## 4 結果

GaAs JFET は消費電力制限の影響が大きいため  $V_d = 2, 3\text{V}$  の動作点よりも  $V_d = 1\text{V}$  の動作点の方が出力インピーダンスを下げる事が可能となることが分かる。この動作点を用いた場合の出力インピーダンスは式 (1) を用いて  $R_{out} = 3.4\text{k}\Omega$  である。同様に GaAs HEMT の場合、 $V_d = 2\text{V}$  で出力インピーダンスが最も下げることが可能である。この測定点での出力インピーダンスは  $R_{out} = 54.1\Omega$  となることが分かる。この結果もとにドレイン電圧、ソース電圧を定めたものを次の図に示す。

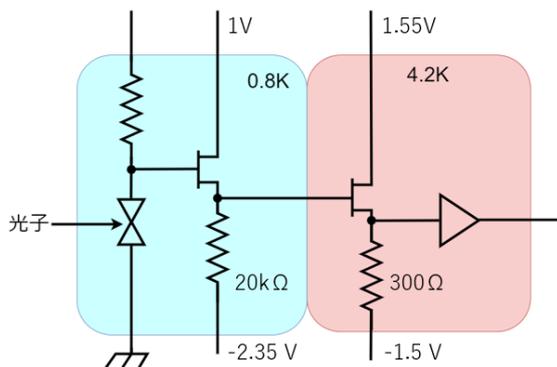


図 7: ソースフォロワー回路の各パラメータセット

この図からソースフォロワー回路のゲインは初段で 0.85、第 2 段で 0.84 であるといえる。

また、各 FET の動作雑音は帯域を 1GHz と仮定して

$$V_n = \sqrt{4k_B T B / g_m} \quad (2)$$

を用いて求めると GaAs JFET は 0.8K で  $12\mu\text{V}$ 、GaAs HEMT は  $3.5\mu\text{V}$  である。SIS 光子検出器の光子 1 つの信号は

$$V = \frac{1.6 \times 10^{-19}}{1 \times 10^{-15}} = 160[\mu\text{V}] \quad (3)$$

であるため、FET の動作雑音は光子信号に比べて十分に小さいといえる。

## 5 まとめと今後の展望

我々はテラヘルツ領域で、広帯域・高速読み出しの SIS 光子検出器を用いた高分解能の観測が可能な強度干渉計の実現に向けて実験室内で実証実験の準備を進めている。実験室内で 500GHz 帯の SIS 光子検出器を用いてテラヘルツ強度干渉を用いた強度相関と遅延時間測定を行う光学システム及び読み出し回路の開発を行っている。現在光学システムは設計がほぼ完了しており今年組み上げ実験を開始できる。読み出し回路は光子信号の検出ができる要求を満たす回路の製作が可能である事が確認できた。今後は、高速動作により光子 1 つ 1 つの検出が可能であるか評価を進めていく。

## Reference

Hiroshi Matsuo, Sheng-Cai Shi, Scott Paine, Qi-Jun Yao, and Zhen-Hui Lin. 2019, . Terahertz Atmospheric Windows for High Angular Resolution Terahertz Astronomy from Dome A. *Advances in Polar Science* 30, 76.

観測 a04

南極テラヘルツ強度干渉計の試験観測に向けた1.5  
THz光子検出器の開発

筑波大学/国立天文台  
丹羽 綾子

## 南極テラヘルツ強度干渉計の試験観測に向けた 1.5 THz 光子検出器の開発

丹羽 綾子 (筑波大学/国立天文台 D1)

### Abstract

現在、電波天文学における高分解能観測ではヘテロダイン干渉計が大きな成果を挙げているが、1 THz 以上の高周波帯域では未だ現実のものとなっていない。その主な理由は、水蒸気による大気透過率の低下と、量子雑音の上昇の2点である。我々は1 THz 以上の帯域で高感度を発揮する”テラヘルツ強度干渉計”による高分解能観測を提案し、スペースでの実現も視野に開発を進めている。その初運用として、本研究ではNII[205  $\mu\text{m}$ ] 輝線を含む1.5 THz 帯域に大気の窓が確認されている (Matsuo et al. 2019) 南極にて、テラヘルツ強度干渉計の試験観測を目指して光子検出器の開発を行う。テラヘルツ強度干渉計は、光子を高速で読み出すことで得られる光子バンチの情報から遅延時間を測定し、開口合成を行う。よって、1 GHz 帯域での読み出しに向け、応答速度の速い SIS を直接検出器として使用する。SIS は厚さ 10 nm 以下の薄い絶縁膜を超伝導体で挟んだ構造のジョセフソン接合で、本研究では Nb/Al/AlO<sub>x</sub>/Al/Nb の組み合わせで使用する。ここで問題となるのは、SIS の絶縁膜を通るリーク電流である。光子バンチの測定は光子電流の微小な強度ゆらぎの測定によって行われるため、リーク電流は 1 pA 以下に抑えなければならない。そのため、本検出器は SIS を直径 1  $\mu\text{m}$  と非常に小さくし、波長程度の大きさの平面アンテナを伝送線路 CPW で結合して使用する。平面アンテナや伝送線路を形成するグラウンドプレーンは、SIS の超伝導体と同じ金属で作られることがほとんどである。しかし、ギャップエネルギーより高い周波数では伝送線路でのクーパー対破壊による損失が大きく、アンテナ結合型の SIS による光子検出の例はまだない。本研究では、抵抗率の低い Al をグラウンドプレーンに使用し、Nb のギャップエネルギーよりも高い周波数である 1.5 THz での光子検出を試みる。本発表では、検出器の製作に向けて行ったアンテナや伝送線路の設計と、SIS 接合の試作結果について報告する。

## 1 研究背景

望遠鏡の角分解能は、観測する電磁波の波長に比例し、口径（または基線長）に反比例する。波長の短い領域では単一鏡でも十分な角分解能を得ることができるが、波長が可視光領域の 1000 倍以上になる電波の領域での高分解能観測には干渉計を用いることが一般的である。しかし、現在主流となっているヘテロダイン方式の干渉計は、1 THz 以上の高周波領域では未だ適応されていない (Robert et al. 2016)。この理由としては、高周波領域では位相測定時の量子雑音が感度を大きく制限することや、水蒸気による吸収が非常に大きいことが挙げられる。(Yang et al. 2010) に見られるように、空気が薄く湿度も低いチリのアタカマ砂漠やハワイのマウナケア山頂といった

地球上で最も観測に適した地域でも、大気透過率はほとんどゼロに等しい。こうした理由から、1 THz 以上の高周波領域では、未だ高分解能観測が実現されていない。

我々の提案する”テラヘルツ強度干渉計”(Matsuo 2011) は Hanbury-Brown Twiss による強度干渉計 (R. Hanbury Brown & R. Q. Twiss 1956) をベースとして画像合成を行うもので、テラヘルツの帯域で高分解能かつ高感度となることが期待されている。強度干渉計は直接検出器を使用するため位相ゆらぎの影響を受けず、二次相関をとるので感度も高いが、強度干渉計そのものは画像合成を行うことができない。そこで、我々は直接検出器の高速読み出しによる光子バンチの測定から遅延時間を導出することで、開口合成の実現を目指す。光子バンチとは熱放射源から

放射されるレイリー・ジーンズ領域の光子がボーズ・アインシュタイン統計に従う現象であり、テラヘルツ帯域では他の帯域に比べて高い二次相関が得られることが知られている。

近年のサイト調査によって、南極ドーム A では 1~8 THz の領域に大気透過率 0.5 程度の大気の窓が複数確認された (Matsuo et al. 2019)(図 1 参照)。現在、我々は南極新ドームふじ基地でのテラヘルツ強度干渉計の初の試験観測を計画し、準備を進めている。

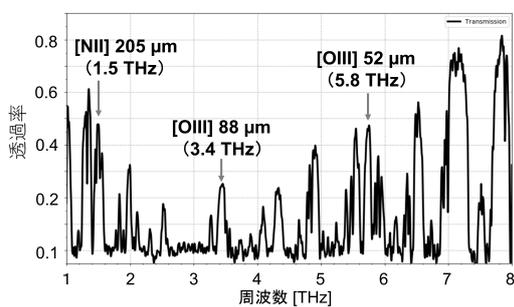


図 1: 南極ドーム A の大気透過スペクトル

## 2 1.5 THz 光子検出器

テラヘルツ光子の光子バンチの測定には 1 GHz の高速読出しが必要となるため、検出器には応答の速い SIS を用いる。SIS はジョセフソン接合のひとつで、超伝導体で薄い絶縁体膜を挟んだ構造をしている。SIS の両端にバイアス電圧  $V_{bias}$  と磁場を印加するとジョセフソン電流が流れなくなり、準粒子電流のみを検出することができる。準粒子電流検出の原理は入射光子のエネルギー  $h\nu$  と超伝導体のバンドギャップ  $2\Delta$  の大小関係で異なる。図 2 (a) には  $h\nu < 2\Delta$  における Photon Assisted Tunneling 効果 (PAT 効果、Tucker & Feldman, 1985) による光子検出、図 2 (b) には  $h\nu > 2\Delta$  におけるクーパー対破壊による光子検出について、エネルギー準位を用いた概念図をそれぞれ示した。(a) は準粒子が入射光子から  $2\Delta - eV_{bias}$  以上のエネルギーを受け取って励起し、1つの光子に対して1つの準粒子が検出される。一方、(b) はフェルミ準位にあるクーパー対が入射光

子から  $2\Delta$  以上のエネルギーを受け取って破壊され、1つの光子に対して2つの準粒子が検出される。

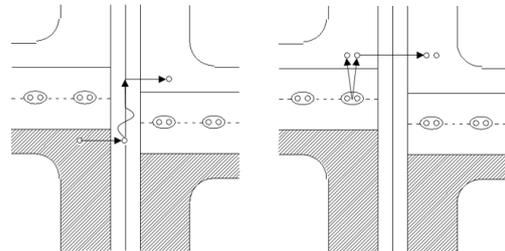


図 2: SIS による電磁波の検出方法; (a) 左、PAT 効果 ( $h\nu < 2\Delta$ )、(b) 右、クーパー対破壊 ( $h\nu > 2\Delta$ )

ただし、バイアス電圧下でも熱励起や接合の欠陥による準粒子のリークが生じ、光子検出の妨げとなる。光子バンチの測定にはリーク電流 1 pA 以下という非常に厳しい制約が課されるため、本研究ではアンテナ結合型の SIS として接合面積を小さくして使用する。クーパー対破壊による光子検出は X 線等非常に波長の短い領域で素子アレイとして用いられてきたが (その場合 STJ と呼ばれる)、アンテナ結合型での例はない。本研究では接合サイズ  $3 \mu\text{m}$  角、0.8 K 以下にてリーク電流 1 pA の実績のある (Ezawa et al. 2019) Nb/Al/AlO<sub>x</sub>/Al/Nb 構造の SIS 接合を使用し、Nb のギャップ周波数 750 GHz よりも高い 1.5 THz 帯域の検出に向け検出器の開発を行う。

図 1 に示されるように、南極では 1.5 THz 帯域にも大気の窓が確認されている。本研究で開発する 1.5 THz 光子検出器は南極テラヘルツ強度干渉計の試験観測に使用し、銀河系内の大質量星形成領域の物理状態の解明を目指して NII[205  $\mu\text{m}$ ] 輝線の観測を行う。

## 3 検出器への要求と設計方針

図 3 は先行研究 (Kawahara 2020) によって提案された検出器の概形を示す。誘電体基板上に金属薄膜のグラウンドプレーンで平面アンテナと伝送線路を形成し、SIS2つの並列による共振回路 PCTJ (Parallel Connected Twin Junction) で光子を検出する。SIS の下部電極は一段の LC フィルタに繋がり、読出し

回路の FET へ信号が伝わる。SIS による 1.5 THz での光子計数において課題となるのは、主に (1) SIS のリーク電流、(2) PCTJ-FET の間のキャパシタンス、(3) グラウンドプレーンでの伝送損失 の 3 点である。

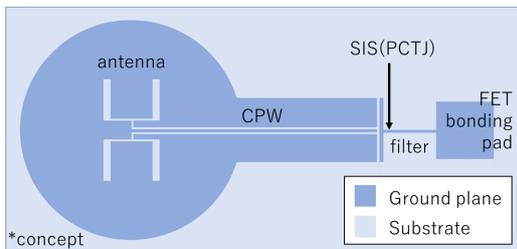


図 3: 検出器の概念図

#### (1) SIS のリーク電流

読出し周波数  $B$  が光子レートに比べて十分に大きいとき、検出器の NEP (Noise Equivalent Power) は  $h\nu\sqrt{B}$  以下でなければならない。SIS を用いた光子検出器の NEP はリーク電流  $I_{leak}$  を用いて以下の式 (1) で表される。

$$NEP = \frac{h\nu}{\eta} \sqrt{\frac{2I_{leak}}{e}} \quad [W/\sqrt{Hz}] \quad (1)$$

口径 30 cm、観測周波数 1.5 THz、域幅 300 GHz の望遠鏡で 1 Jy の天体を見たときの光子レートは 0.2 Mphotons/s 程度であり、読出し周波数 1 GHz はこれよりも十分に大きい。このとき、 $NEP < 3 \times 10^{-17} W/\sqrt{Hz}$  が要求され、式 1 より効率  $\eta = 0.5$  のとき  $I_{leak} < 1$  pA であれば観測可能である。本研究では接合の微小化によってリーク電流の低減を行う。

#### (2) PCTJ-FET 間のキャパシタンス

本研究では高速読出しのために読出し回路に半導体素子を用いるが、それによって熱雑音が生じるため検出器のキャパシタンス  $C$  は制限される。検出器と同じ 0.8 K ステージと 4 K ステージにそれぞれ GaAs-JFET を置き、4 K ステージ上で低温アンプを動作する場合、読出し回路の熱雑音は 0.17 mV になると見積もられる。一方で光子 1 つに対して得られる信号は準粒子 2 つ

分であるから、1 以上の S/N 比を得るためには  $C < 19$  fF が要求される。先行研究 (Kawahara 2020) によるシミュレーションでは LC フィルタの単段化やグラウンドプレーンの余剰面積の削減が低容量化に大きな効果を示しており、本研究はそのデザイン (図 3) に設計パラメータを付与する。また、本研究ではより誘電率の低い水晶基板を用いることでさらなる低容量化が期待される。

#### (3) グラウンドプレーンでの伝送損失

グラウンドプレーンは通常 SIS の超伝導体と同じ金属で作られるが、伝送線路でのクーパ対破壊による伝送損失が極めて大きいため、アンテナ結合型 SIS 検出器はテラヘルツ帯域での光子検出の例がまだない。本研究では伝送線路での損失を抑えるため、1.5 THz にて良導体として振舞う Al によるグラウンドプレーンを試みる。

## 4 平面アンテナの設計

ダブルスロットアンテナについて、アンテナの縦横の長さスロットライン幅の 2 点を電磁界シミュレーションソフト FEKO (Altair) によるモーメント法を用いてそれぞれパラメトリック解析し、インピーダンス 100  $\Omega$ 、共振周波数 1.5 THz で反射率が -40 dB 程度まで低くなる組み合わせを探った。アンテナの縦や横の長さは共振周波数に大きく影響し、縦横比は E 方向と H 方向に等しく広がるビーム形状を作るために重要である。そこで、本研究では先行研究 (Filipovic et al. 1993) の縦横比 7 : 4 を踏襲した。また、これまでのシミュレーションの結果、スロットラインの幅は共振周波数への影響は小さくインピーダンスに大きく影響することが経験的にわかっている。ダブルスロットアンテナの最終設計値における反射率の計算結果を図 4 に示す。

## 5 SIS 単接合の試作

SIS の臨界電流密度と絶縁膜の酸化時間の関係は、以下の式 (2) で概算できる。

$$J_c \propto \sqrt{t_{oxidation}}^{-1} \quad (2)$$

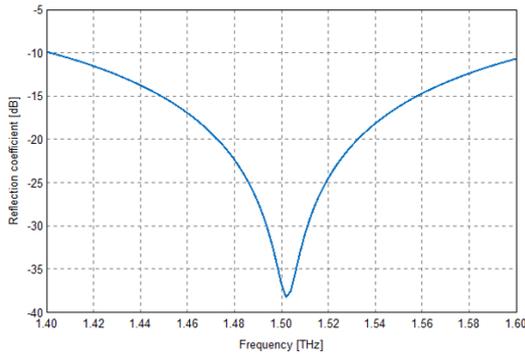


図 4: FEKO による反射率の計算結果

ここでは実際に Nb/Al/AlO<sub>x</sub>/Al/Nb 構造の SIS 接合を試作し、臨界電流密度と絶縁膜の酸化時間の関係を調べた。本研究では  $J_c = 3 \text{ kA/cm}^2$  を目安として酸化時間 360 秒と 160 秒でそれぞれ別のウエハで 1 回ずつ試作を行い、 $2 \mu\text{m}$ 、 $1.5 \mu\text{m}$ 、 $1 \mu\text{m}$  の 3 種類の接合のそれぞれ 3 つずつについて臨界電流密度とインピーダンスの測定を行った (図 5 参照)。なお、Al のグラウンドプレーンと Nb の SIS の組み合わせは実績がないため、試作ではグラウンドプレーンを Nb にした。

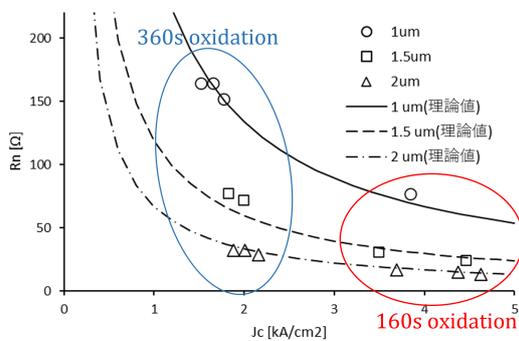


図 5: 酸化時間と臨界電流密度の関係

酸化時間 360 秒と 160 秒ではどの接合サイズでも臨界電流密度はそれぞれ約  $2 \text{ kA/cm}^2$ 、約  $4 \text{ kA/cm}^2$  になった。図中の曲線は接合サイズと常伝導抵抗の関係式から求めたものであり、測定値がおおよその曲線上にあることからどの接合サイズでも設計通りの大きさの接合ができていることがわかる。これらの結果より、本研究では直径  $1 \mu\text{m}$  の接合を臨界電流密度  $2 \text{ kA/cm}^2$  以下で用いる。

## 6 まとめと今後の課題

本研究ではテラヘルツ強度干渉計の南極での試験観測に向けて  $1.5 \text{ THz}$  光子検出器の開発を行った。検出器の最終的な設計パラメータを以下の図 6 に示す。今後、今回の設計に基づいて実際に検出器を製作し、リーク電流の測定と光学試験を行う予定である。

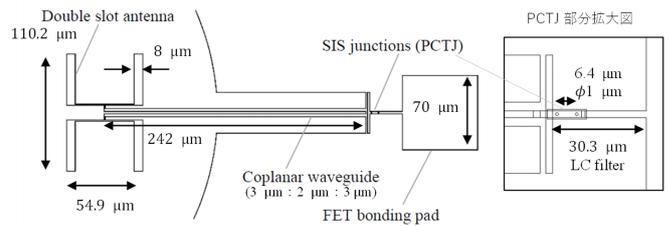


図 6: 検出器の設計値

## Reference

- Hiroshi Matsuo et al., *Advances in Polar Science* 30, 76, 2019.
- Selina Robert et al., *Proc. SPIE* 10700, 10.1117/12.22234941, 2016.
- H. Yang et al., *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122: 490-494, 2010.
- Hiroshi Matsuo, 22nd International Symposium on Space Terahertz Technology, Tucson AZ, 26–28 April, 2011.
- R. Hanbury Brown & R. Q. Twiss, *Nature* 177, 27, 1956.
- John R. Tucker & Mark J. Feldman, *Reviews of Modern Physics* 57, 4, 1985.
- Hajime Ezawa et al., *Journal of Low Temperature Physics* 194: 426-432, 2019.
- 河原沙帆, 2020 年東邦大学卒業論文
- Daniel F. Filipovic et al., *IEEE Transactions on Microwave Theory and Techniques*, 41, 10, 1993.

観測 a05

遺伝的アルゴリズムによるパラボラ構造最適化手法の  
実装

名古屋大学大学院 理学研究科  
今村 千博

# 遺伝的アルゴリズムによるパラボラ構造最適化手法の実装

今村 千博 (名古屋大学大学院 理学研究科)

## Abstract

LST (Large Submillimeter Telescope) はチリ共和国に建設を計画している口径 50 m の大型ミリ波・サブミリ波単一鏡である。LST のサブミリ波観測には十分な鏡面精度が求められるが、巨大なアンテナゆえに鏡面精度は自重変形や温度膨張・収縮に大きく影響されるため、高剛性かつ軽量な主鏡支持構造が必要である。一般的に、この構造を構成する部材の数は数万に上り、部材の配置や断面積の組み合わせは無数に存在する。この中から上記の要求を満たす構造体を探索することは従来の構造設計では困難であり、コンピュータを用いた構造最適化を行うことが望ましい。この手法の天文学への応用例として、せいめい望遠鏡の開発が挙げられる。この開発では、架台の構造を遺伝的アルゴリズム (GA) により最適化した結果、軽量で高速に駆動する望遠鏡の構造の獲得に成功した。

本研究では、構造解析ツール OpenSeesPy と進化計算フレームワーク DEAP を組み合わせ、ホモロガス変形 (自重変形後も焦点は異なるが放物面を維持する変形) を考慮した構造最適化コードを作成した。評価用に作成した 2 次元パラボラ構造のモデルにコードを適用し、部材の配置・断面積の最適化を行った。その結果、仰角 50° で鏡面精度を調整した構造の、仰角 85° と 30° における変形を考慮した多目的最適化では、鏡面誤差の最大値があらゆる仰角で LST の要求を満たす解 ( $\lesssim 50 \mu\text{m}$ ,  $\text{RMS} \lesssim 30 \mu\text{m}$ ) が得られた。この開発により、さまざまな条件下での主鏡支持構造の最適化の研究を行う基礎が作られた。

## 1 Introduction

LST (Large Submillimeter Telescope) はチリ共和国に建設を予定している口径 50 m の大型サブミリ波望遠鏡である。LST の強みである広視野・広帯域観測は、高感度・高空間分解能を有するが視野と帯域幅が狭い ALMA による観測と相補的なディカバリースペースを開拓することが期待されている。例として、赤方偏移した遠赤外線輝線をプローブとした遠方銀河のサーベイ観測が挙げられる。この観測により得られた遠方銀河の膨大なサンプルは、銀河の物理的性質の赤方偏移による進化の研究に役立てられる。さらに、ALMA による追観測を行えば、これらの銀河の形状なども明らかになる。

LST によるこのようなサイエンスを可能とするには、十分な鏡面精度 ( $< 45 \mu\text{m}$  RMS) が必要であるが (Kawabe et al. 2016)、アンテナの口径は 50 m と非常に大きく、自重変形、熱変形、風変形によって鏡面精度は大きく悪化する。これらの変形を最小限に抑えるには高剛性かつ軽量な構造が必要である。しかし、LST の主鏡支持構造のような巨大な構造物を

構成する部材の数は数万に上り、部材の配置やそれぞれの部材の断面積の組み合わせの総数は無数に存在するため、従来の構造設計では LST の仕様を満たす構造を探索することは困難である。

近年、構造設計においてコンピュータを用いた構造最適化が盛んである。天文学における構造最適化の例に、せいめい望遠鏡の構造最適化がある。せいめい望遠鏡 (図 1) は口径 3.8 m の光赤外線望遠鏡であり、架台の構造を遺伝的アルゴリズム (GA) により最適化した結果、高剛性かつ軽量な構造 (光学系を含めても 8 t) を獲得し、望遠鏡を高速に駆動することに成功したことが報告されている (Kunda et al. (2012), Kurita et al. (2020))。しかしながら、LST をはじめとする電波望遠鏡への応用は未開拓である。

## 2 Methods

### 2.1 遺伝的アルゴリズム

遺伝的アルゴリズム (GA) は、自然界における生物の淘汰・進化に着想を得たアルゴリズムである。こ



図 1: せいめい望遠鏡の支持構造 (Kurita et al. 2020) より引用

の手法は最適化の指標となる目的関数の微分可能性や単峰性の知識がなくとも解の探索が可能であり、本研究のような組合せ最適化問題に対して有効である。このアルゴリズムでは、与えられた問題の解を遺伝子の集合である個体で表現し、以下の手順で近似解を探索する。

1. 初期化: 個体をランダムに多数生成し、これを初期世代とする
2. 評価: 各個体の適合度を評価する
3. 選択・淘汰: 適合度の高い個体を選択する
4. 交叉: 選ばれた個体同士で交叉を行い、次世代の個体を生成する
5. 突然変異: 一定の確率で、一部の個体の遺伝子がランダムに変化する突然変異を発生させる
6. 4, 5 を次世代の個体数が初期世代と等しくなるまで繰り返す
7. 2-6 を予め設定した終了を満たすまで繰り返す

## 2.2 開発したコード

本研究における構造最適化にあたり、構造解析ライブラリー OpenSeesPy と進化計算フレームワーク

DEAP を組み合わせた最適化コードを作成した。これを用いると、与えられた構造に対し、基準となる節点からの変位と接点同士を結ぶ部材の断面積を GA により最適化できる。

## 2.3 最適化に際して設定した条件

### 2.3.1 最適化する構造及び遺伝子と設計変数の対応

図 2 に示す構造を最適化する。これは、口径 50 m、焦点距離 20 m の 2 次元パラボラアンテナの主鏡支持構造を模したものであり、Kawabe et al. (2016) で提示された値から作成した。最適化の対象となる設計変数は、鏡面上の点とセンターハブを除く 18 点の鉛直方向、水平方向の初期配置 36 個と節点同士を結ぶ部材の断面積 92 個の計 128 個であり、遺伝子、節点の変位、部材の断面積の対応は表に示す通りである。

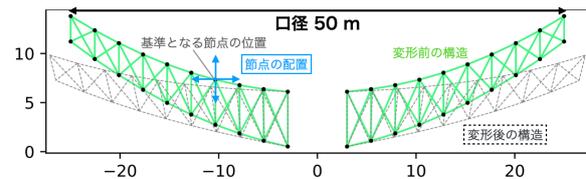


図 2: 最適化する構造

表 1: 遺伝子と設計変数の対応

| 遺伝子                    | 0    | 1    | 2   | 3    | 4    |
|------------------------|------|------|-----|------|------|
| 節点の配置 (m)              | -1.0 | -0.5 | 0.0 | +0.5 | +1.0 |
| 断面積 (mm <sup>2</sup> ) | 186  | 310  | 397 | 456  | 576  |

### 2.3.2 目的関数と制約条件

最適化問題では、制約を満たしつつ、目的関数と呼ばれる量を最小化する問題である。この解の探索においては、仰角 50° における理想曲面を求め、この理想的な構造を仰角 85° と 30° に回転させた時のそれぞれの仰角の場合における鏡面上の節点の重力変形の最大値を目的関数とする。仰角 50° における理想曲面は、重力変形した曲面を仰角方向の回転を許す放物面でフィットすることで得られる。仰角 85°

と 30° における重力変形の最大値も同様に、変形した曲面を仰角方向の回転を許す放物面でフィットし、節点とフィットして得られた曲面の差の最大値で評価する。この解の探索では、両仰角における目的関数を同時に最適化する(多目的最適化)。また、この最適化では制約条件を課さない。GA による解探索は 300 世代まで行う。

### 3 Results

GA による最適化の結果、解は図 3 に示すように進化した。初期世代では典型的な変形量は両仰角とも約 1 mm だったが、300 世代目では約 50 μm に減少した。

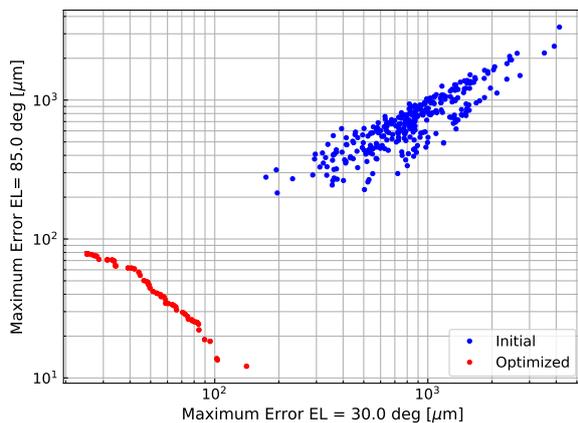


図 3: 初期世代と 300 世代目の解の分布。横軸は仰角 30°、縦軸は 85° の目的関数の値である。

続いて、300 世代目の解から両仰角における目的関数が拮抗している解を 1 つ取り出し、構造を図 4 に示す。図 4 に示す構造は部材の配置、断面積の分布とともに左右非対称である。また、断面積の分布の傾向として、構造の外側に向かうにつれて断面積が小さくなる一方で、鏡面をほぼ直角に支える部材の一部には、外側であっても断面積の大きい部材が選ばれている。このような断面積の選択の仕方は、鏡面誤差の最大値を小さくする方法の 1 つとして考えられる。

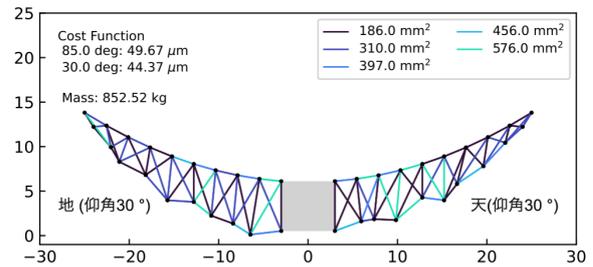


図 4: 得られた解から作られる構造。仰角 30° のとき、図左側が地、右側が天に対応する。

### 4 Discussion

#### 4.1 LST の要求との比較

Kawabe et al. (2016) では鏡面精度 <math><45 \mu\text{m RMS}</math> が提示されている。解の探索によって得られた図 4 に示す構造は、鏡面の変形量の最大値と RMS を各仰角で計算すると表 2 のようになり、LST の要求を満たす。さらに、この鏡面誤差はアクチュエータで補正することができる大きさである。

しかしながら、これらの値は構造の質量のみを考慮したものであり、実際には鏡面パネルのほか鏡面パネルを制御するアクチュエータなどの積載物が存在するため、鏡面精度は悪化する。さらに、本来の目的である高剛性かつ軽量である構造の探索のために、質量に関する制約を導入することによっても鏡面精度の悪化が予想される。

#### 4.2 解の光学性能

GA による探索の結果得られた解から作られるパラボラ構造の光学性能を評価する。ここでは、光学性能として図 5 に示すポイントングのずれと焦点距離の変化を扱う。

ポイントングのずれは、変形後の鏡面のフィットで得られた回転放物面の仰角方向の回転角として評価し、焦点距離の変化はフィットした回転放物面のフィッティングパラメータから計算した焦点の光軸方向の座標と変形前の鏡面の焦点距離の差で評価する。

仰角 50 (°) を基準にした光学性能を表 3 に示す。ポイントングのずれは -3.5 – 6.3 arcsec の範囲、焦

表 2: 各仰角における鏡面誤差の最大値と RMS

| 仰角 (°)                | 30    | 40    | 50    | 60    | 70    | 80    | 85    |
|-----------------------|-------|-------|-------|-------|-------|-------|-------|
| 最大値 ( $\mu\text{m}$ ) | 44.37 | 41.26 | 42.15 | 42.39 | 42.04 | 43.30 | 49.67 |
| RMS ( $\mu\text{m}$ ) | 29.26 | 20.82 | 14.28 | 13.76 | 19.64 | 27.64 | 31.71 |

表 3: 仰角 50° を基準とした光学性能

| 仰角 (°)              | 30    | 40    | 50 (基準) | 60    | 70    | 80   | 85   |
|---------------------|-------|-------|---------|-------|-------|------|------|
| ポインティングのずれ (arcsec) | 3.16  | 1.66  | 0.00    | -1.77 | -3.58 | 5.40 | 6.29 |
| 焦点距離の変化 (mm)        | -5.48 | -2.56 | 0.00    | 2.12  | 3.73  | 4.79 | 5.11 |

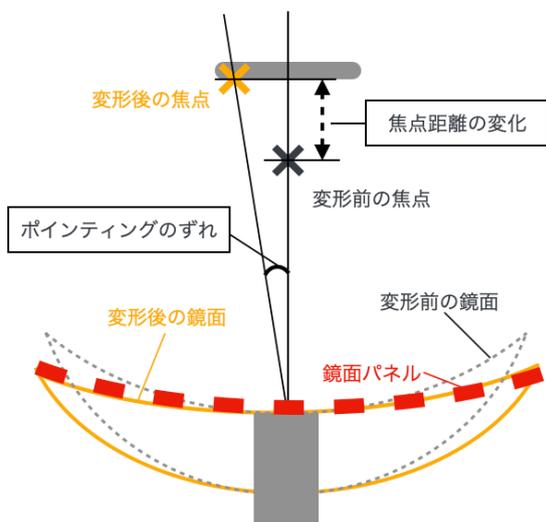


図 5: 変形前後の構造の変化と光学性能の概念図

点距離の変化は-5.5 – 5.1 mm の範囲に収まった。これらの値はホモログス変形による各パネルの焦点距離と鏡面の主焦点距離の変化による結像性能の低下と合わせて、現在調査中である。

## 5 Conclusion

遺伝的アルゴリズムによる構造最適化コードを作成し、数値解析例として評価用に作成した 2 次元パラボラ構造を最適化した。仰角 50° で最適化した曲面の仰角 85° と 30° における鏡面誤差の最大値を最小化する多目的最適化では、30°–85° のいずれの角度においても LST の要求 (鏡面精度  $<45 \mu\text{m}$  RMS) を満たす解が得られた。さらに、光学性能を評価し

たところ、ポインティングのずれは-3.5 – 6.3 arcsec の範囲、焦点距離の変化は-5.5 – 5.1 mm の範囲に収まった。本研究におけるコードの開発、解の探索、解析により、LST 主鏡支持構造最適化の基礎を作ることができた。

今後の展望としては、せいめい望遠鏡の構造最適化との比較を通した目的関数と制約条件の検討、3次元への拡張、最適化する構造のモデルの検討、実際の望遠鏡の FEM モデルを用いた解の探索、解析などが挙げられる。

## Reference

- Kawabe et al. 2016, SPIE Proc., 9906, 12,
- Kurita et al. 2014, PASJ, 72, 48
- Kunda et al. 2012, J. Int. Assoc. Shell and Spatial Structures, 53, 49

観測 a06

ミリ波補償光学(MAO)の実現に向けた波面センサの  
開発と実証

名古屋大学大学院 理学研究科  
中野 覚矢

## ミリ波補償光学 (MAO) の実現に向けた波面センサの開発と実証

中野 覚矢 (名古屋大学大学院 理学研究科)

### Abstract

本研究では、ミリ波補償光学 (MAO) のために開発したプロトタイプ波面センサの性能評価の結果を報告する。MAO は次世代の大口徑電波望遠鏡を実現させる上で重要な要素の 1 つである。しかし、 $\sim 10 \mu\text{m}$  の精度でアンテナの変形をリアルタイムで検出する技術は確立されておらず、MAO 実現の障害となっている。そこで、我々はアンテナ主鏡面上の 1 点から望遠鏡の受信機までの電波経路長を測定する波面センサを開発した。2 素子のプロトタイプ波面センサを野辺山 45 m 電波望遠鏡に搭載し、実証実験を行った。実験では鏡面中央 (アンテナ中心から 5 m) と鏡面端 (アンテナ中心から 16 m) に波面センサを取り付けた。鏡面中央-受信機間と鏡面端-受信機間の電波経路長を 20 Hz 間隔で交互に測定し、両者の差を取ることで超過経路長 (EPL) を得た。EPL のパワースペクトル密度からアンテナの変形成分を分類すると、低周波数領域で卓越する  $1/f^n$  に比例する成分、特定周波数にピークを持つ振動成分、白色雑音の 3 つに分けられた。白色雑音からは超過経路長の統計誤差が  $\sim 8 \mu\text{m}$  と得られ、MAO における我々の波面センサの実用性を実証した。

## 1 Introduction

現在のサブミリ波観測に主に用いられている電波干渉計は、高い空間分解能が得られる一方で観測視野が狭いという欠点がある。その欠点を補うため、Large Submillimeter Telescope (LST; [Kawabe et al. 2016](#)) や Atacama Large Aperture Submillimeter Telescope (AtLAST; [Klaassen et al. 2020](#)) といった次世代の大型単一鏡型電波望遠鏡が提案されている。直径 50 m に及ぶ大型望遠鏡は広い視野と高い感度を誇り、広視野・高時間分解能の観測を可能にする。しかし、50 m に及ぶ大型望遠鏡の困難は、風などで容易に変形し、期待される性能を発揮できないことにある。そのため、変形を補正する“ミリ波補償光学 (millimetric adaptive optics: MAO)” の確立が不可欠であるが、電波望遠鏡の変形をリアルタイムで検出する技術が存在しないために実現していない。そこで、我々は設置された主鏡面上の点から望遠鏡の受信機までの電波経路長を測定する波面センサを開発した ([Tamura et al. 2020](#))。本研究では野辺山 45 m 望遠鏡における、プロトタイプ波面センサによる鏡面変形検出の実証実験の結果を報告する。

## 2 Method: Concept of

### Our Wavefront Sensor

我々の波面センサのコンセプトは、電波天文学でよく用いられている電波干渉計を応用した、開口面干渉法である。波面センサの概念図を図 1 に示した。波面センサは、まず参照信号 (Reference signal) を発生させ、それを相関器 (Correlator) とアンテナ鏡面に設置された電波放射器 (Radiator) に分配する。電波放射器から放射された参照信号は副鏡を経て、実際に天体観測で用いられている電波望遠鏡の受信機で受信される。そして、主鏡に設置した電波放射器から受信機を経て得られる信号と、受信機を経由しない参照信号を相関器で干渉させることで、2 つの信号間の時間差  $\tau$  が得られる。時間差  $\tau$  は光速  $c$  を掛けることで、2 つの信号が経由した電波経路長の差である超過経路長 (excess path length:  $\text{EPL} = c\tau$ ) に直される。最後に、信号伝送系の距離を補正することで、EPL からアンテナの変形成分のみ<sup>1</sup>を取り出すことができる。この手法のメリットは、検出される信号が実際に通る電波経路長の変化を測定するため、主鏡だけでなく副鏡の振動や変形を同時に検出できることである。

<sup>1</sup>電波は大気の影響が小さいため、波面の変形は大気のゆらぎではなくアンテナの変形を表す。

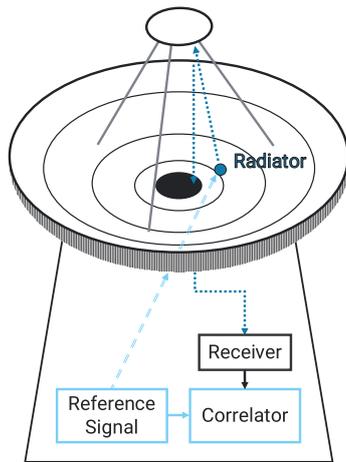


図 1. 開口面干渉法を用いた波面センサによる鏡面変形検出の概念図.

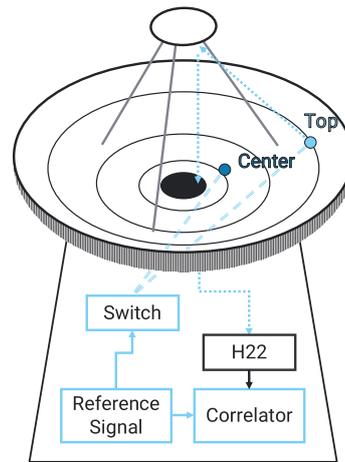


図 2. 野辺山 45 m 電波望遠鏡における、2 素子プロトタイプ波面センサによる鏡面変形検出の実験セットアップの概要図. H22 は野辺山 45 m 電波望遠鏡に搭載されている受信機の 1 つである.

### 3 Experiment: MAO/NRO Campaign in November 2020

2020 年 11 月に、野辺山 45 m 電波望遠鏡にて我々が開発した波面センサの実証実験を行った。実験セットアップの概要図を図 2 に示す。今回の実験では、2 つの電波放射器をそれぞれ鏡面中央 (“Center”; アンテナ中心から 5 m) と鏡面端 (“Top”; アンテナ中心から 16 m) に取り付けた。“Center”-受信機間と “Top”-受信機間の電波経路長を 20 Hz 間隔で交互に測定し、両者の差を取ることで、鏡面中央に対する鏡面端の超過経路長 ( $\Delta EPL$ ) を得た。なお、 $\Delta EPL$  の測定点は 10 Hz 間隔で得られているため、今回の測定では 5 Hz より速い周波数の変形には感度を持たない<sup>2</sup>。また、低周波数ほど取り扱いが容易であるため、参照信号には 17.3–23.6 GHz の広帯域雑音を用いた。測定は 2020 年 11 月 23 日の弱風時 (平均風速  $\sim 4 \text{ m s}^{-1}$ ) と 2020 年 11 月 22 日の強風時 (平均風速  $\sim 9 \text{ m s}^{-1}$ ) に、それぞれ 5 分間行った。風速は野辺山 45 m 電波望遠鏡から北に約 75 m、高さ約 30 m の地点に設置された気象観測装置で測定した。

また、比較のために、2 つの電波放射器の下部に、鏡面の裏からそれぞれ加速度計を設置した。この加

<sup>2</sup>“Center”-受信機間と “Top”-受信機間の電波経路長は交互に測定されるため、それぞれ 10 Hz 間隔で測定されている。従って、それらの差である  $\Delta EPL$  は 10 Hz 間隔で得られる。また、10 Hz 間隔の  $\Delta EPL$  をフーリエ変換すると、 $\pm 5 \text{ Hz}$  のスペクトル (幅 10 Hz) が得られる。このスペクトルは正負対称であるため、本質的には 0–5 Hz の成分に感度があることを意味する。

速度計は低周波数ほど感度が悪化し、 $\leq 0.2 \text{ Hz}$  の成分は検出できない。加速度計によって測定された加速度を 2 回積分することで、鏡面中央の裏と鏡面端の裏におけるそれぞれの変位 (Displacement) を得た。そして両者の差を取ることで、鏡面中央裏に対する鏡面端裏の変位 ( $\Delta \text{Displacement}$ ) を得た。

## 4 Results and Discussions

### 4.1 Successful Detection of Deformation by Our Wavefront Sensor

弱風時、強風時のそれぞれについて、測定により得られた  $\Delta EPL$  を図 3 に示す。また、加速度計から得られた  $\Delta \text{Displacement}$  と  $\Delta EPL$  の比較を図 4 に示す。ここで、加速度計と  $\Delta EPL$  は感度を持つ周波数が異なるため、図 4 にはそれぞれ 1–5 Hz のバンドパスフィルタを掛けて両者が感度を持つ周波数成分を取り出した結果を記載した。

図 3 より、弱風時よりも強風時における  $\Delta EPL$  の振幅の方が大きく、 $\Delta EPL$  の振幅は風が強いときに大きくなる傾向があることが分かる。また、図 4 より、加速度計から得られた  $\Delta \text{Displacement}$  と  $\Delta EPL$  の概形は類似しており、 $\Delta \text{Displacement}$  で見られる振動のピークは同時刻に  $\Delta EPL$  でも検出されていることが分かる。実際に、 $\Delta EPL$  と  $\Delta \text{Displacement}$  の

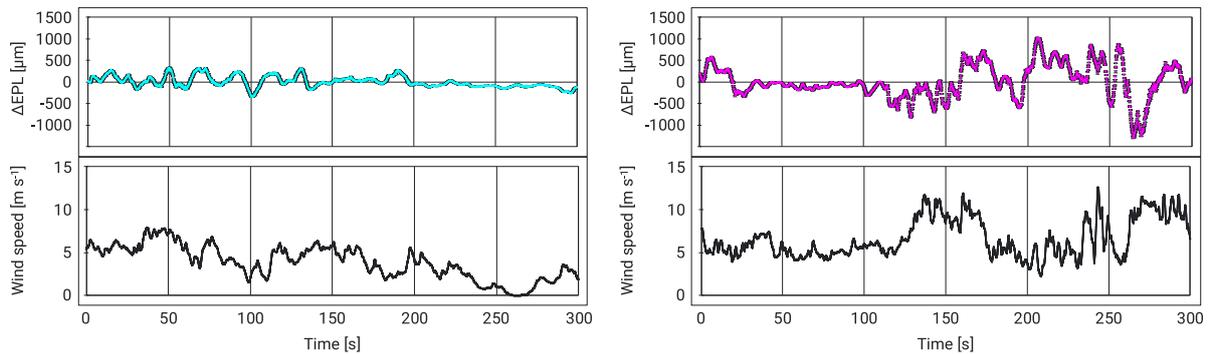


図 3. シアンで示された弱風時（平均風速  $\sim 4 \text{ m s}^{-1}$ ）の測定結果（左）とマゼンタで示された強風時（平均風速  $\sim 9 \text{ m s}^{-1}$ ）の測定結果（右）. 図の上部は  $0.1 \text{ s}$  ごとにプロットされた鏡面中央に対する鏡面端の超過経路長を表し、測定誤差は黒線で表されている. 図の下部は  $0.01 \text{ s}$  ごとにプロットされた風速を表し、野辺山  $45 \text{ m}$  電波望遠鏡から北に約  $75 \text{ m}$ 、高さ約  $30 \text{ m}$  の地点で測定された.

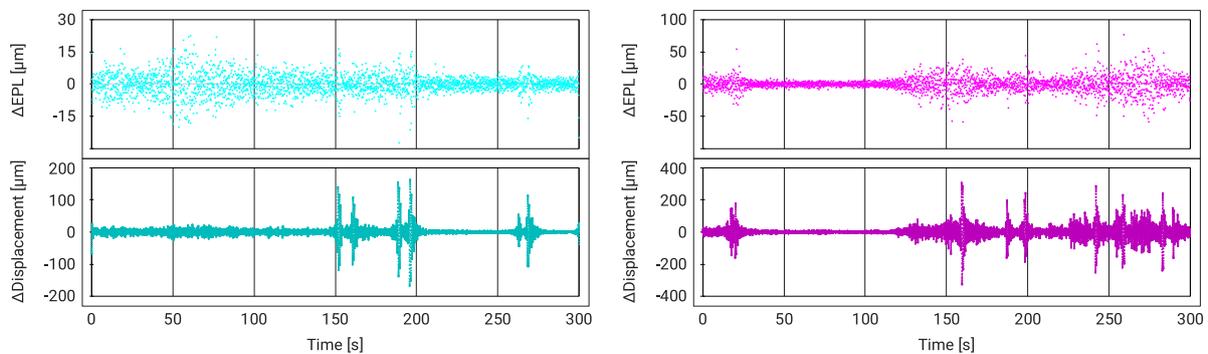


図 4. それぞれ  $1\text{--}5 \text{ Hz}$  のバンドパスフィルタを掛けられた、シアンで示された弱風時の  $\Delta\text{EPL}$  と  $\Delta\text{Displacement}$  の比較（左）. また、それぞれ  $1\text{--}5 \text{ Hz}$  のバンドパスフィルタを掛けられた、マゼンタで示された強風時の  $\Delta\text{EPL}$  と  $\Delta\text{Displacement}$  の比較（右）. 図の上部は  $0.1 \text{ s}$  ごとにプロットされた  $\Delta\text{EPL}$  を表し、図の下部は  $0.01 \text{ s}$  ごとにプロットされた  $\Delta\text{Displacement}$  を表す.

間の正規化相互相関関数を計算した結果を図 5 に示す. 図 5 より、弱風時・強風時ともに正規化相互相関関数は遅延時間  $0 \text{ s}$  付近に鋭いピークを持つことが分かる. これは  $\Delta\text{EPL}$  と  $\Delta\text{Displacement}$  の増減が同時刻に起こることを意味しており、両者が同じ変形成分を検出していることを示唆する. また、図 4 に示した  $\Delta\text{EPL}$  と  $\Delta\text{Displacement}$  の振幅は、弱風時・強風時ともに  $\Delta\text{Displacement}$  の方が大きいものの、オーダーでは一致している. 従って、我々の波面センサによって得られた  $\Delta\text{EPL}$  は風によるアンテナ変形の検出に成功していると結論付けられる.

なお、 $\Delta\text{Displacement}$  が加速度計が取り付けられた主鏡の振動のみを検出しているのに対し、 $\Delta\text{EPL}$  は実際に信号が通る経路の変動を検出するため、副鏡やそれに連なる複数の反射鏡の変形を検出しているはずである. 実際、図 5 に示した正規化相互相関

関数のピークは弱風時に遅延時間  $0.40 \text{ s}$ 、強風時に遅延時間  $0.64 \text{ s}$  であり、 $\Delta\text{EPL}$  は  $\Delta\text{Displacement}$  より僅かに振動の検出が遅い. この遅延時間はそれぞれ  $\Delta\text{EPL}$  の測定間隔  $0.1 \text{ s}$  より大きく、有意な値である. この遅延時間は高弾性の光学系支持構造の変形に起因すると推測され、 $\Delta\text{EPL}$  が  $\Delta\text{Displacement}$  に対して遅れた、不鮮明な変形であることに整合する. また、高弾性の光学系支持構造が高周波数の振動成分を吸収していると考えると、 $\Delta\text{EPL}$  の振幅が  $\Delta\text{Displacement}$  の振幅より小さいことに整合する. ただし、定量的な評価は本研究の範囲外であり、今後の測定に委ねる.

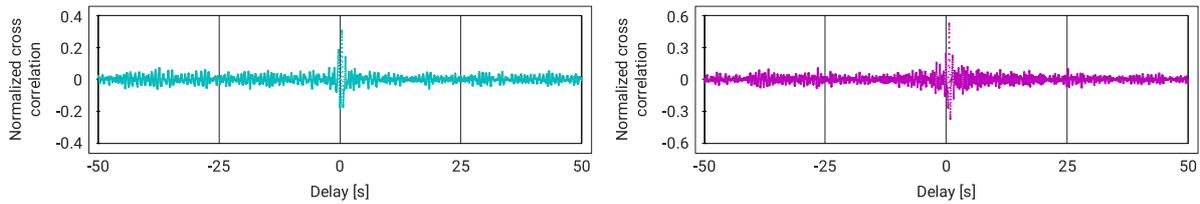


図 5. 弱風時の  $\Delta\text{EPL}$  と  $\Delta\text{Displacement}$  の正規化相互相関関数 (左) と強風時の  $\Delta\text{EPL}$  と  $\Delta\text{Displacement}$  の正規化相互相関関数 (右).  $\Delta\text{EPL}$  と  $\Delta\text{Displacement}$  は測定間隔が異なるため,  $\Delta\text{EPL}$  の測定結果を 0.01 s 間隔に内挿することで, 遅延時間は 0.01 s 間隔で計算されている.

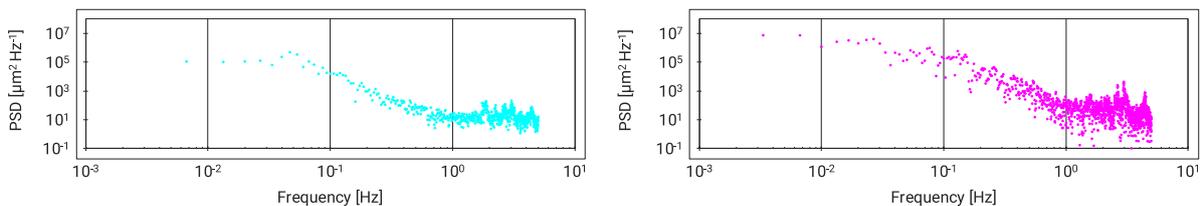


図 6. 弱風時の  $\Delta\text{EPL}$  のパワースペクトル密度 (左) と強風時の  $\Delta\text{EPL}$  のパワースペクトル密度 (右).

## 4.2 Performance Characterization

図 6 に, 弱風時と強風時それぞれで得られた  $\Delta\text{EPL}$  のパワースペクトル密度を示す. パワースペクトル密度からアンテナの変形成分を分類すると, 低周波数領域で卓越する  $1/f^n$  に比例する成分, 特定周波数にピークを持つ振動成分, 白色雑音の 3 つに分けられる. また, 図 6 より, 強風時には白色雑音に対する  $1/f^n$  成分・振動成分の強度が増加していることが分かる. これより,  $1/f^n$  成分・振動成分は風変形に由来する成分だと考えられる.

振動成分は  $>1$  Hz の領域で確認され,  $>1$  Hz で振動成分が見られない周波数で白色雑音が卓越する. Smith et al. (2000) によると, 風変形による野辺山 45 m 電波望遠鏡の固有振動数は  $\sim 0.9$  Hz である. また, Hashimoto et al. (2020) は加速度計による測定から, 風によって誘起される 1.6, 2.6, 3.1, 4.1 Hz の振動成分を同定している. よって, 図 6 で  $\sim 1$  Hz にピークを持つ振動は風変形による振動の周波数に整合的である. また, 白色雑音からは  $\Delta\text{EPL}$  の測定における統計誤差を得ることができる. パワースペクトル密度で白色雑音が卓越する周波数として弱風時の 3.5–4.5 Hz を採用すると, この区間での白色雑音の振幅は  $11.9 \mu\text{m}^2 \text{Hz}^{-1}$  となる. この白色雑音が 0–5 Hz にノイズフロアとして存在しているとすると,

白色雑音のパワーは  $11.9 \mu\text{m}^2 \text{Hz}^{-1} \times 5 \text{Hz} = 59.4 \mu\text{m}^2$  である. 従って,  $\Delta\text{EPL}$  の測定における統計誤差は  $\sqrt{59.4 \mu\text{m}^2} = 7.71 \mu\text{m}$  と得られる.  $7.71 \mu\text{m}$  r.m.s. は LST や AtLAST が目指す鏡面精度 ( $\sim 20$ – $40 \mu\text{m}$  r.m.s.) に対しても有意な値であり, 我々の波面センサが次世代の大型単一鏡型電波望遠鏡においても有用であることを示す.

## Reference

- Hashimoto, I., Chiba, M., Okada, N., et al. 2020, arXiv:2003.05134
- Kawabe, R., Kohno, K., Tamura, Y., et al. 2016, SPIE, 9906, 990626. doi:10.1117/12.2232202
- Klaassen, P. D., Mroczkowski, T. K., Cicone, C., et al. 2020, SPIE, 11445, 114452F. doi:10.1117/12.2561315
- Smith, D. R., Paglione, T. A., Lovell, A. J., et al. 2000, SPIE, 4015, 467. doi:10.1117/12.390440
- Tamura, Y., Kawabe, R., Fukasaku, Y., et al. 2020, SPIE, 11445, 114451N. doi:10.1117/12.2561885

観測 a07

将来の太陽観測に向けた高精度 Wolter ミラーの開発  
研究

関西学院大学大学院 理工学研究科/宇宙科学研究所  
加島 颯太

## 将来の太陽観測に向けた高精度 Wolter ミラーの開発研究

加島 颯太 (関西学院大学大学院 理工学研究科/宇宙科学研究所)

### Abstract

太陽からの X 線は 100 万 K を超えるコロナから放射され、コロナ中の高温プラズマのダイナミックな振る舞いを捉えることができる。近年の衛星からの観測により、コロナ中の秒角スケールの細かい構造がコロナ中の活動現象の鍵を握る可能性が指摘されてきた。また、例えば明るいフレアループ上空の暗い領域で進行する磁気リコネクションに伴うプラズマの直接加熱や超熱化の過程を捉えるには、低散乱での撮像観測が求められる。一方、このような高角分解能・低散乱の撮像観測を実現する X 線ミラーは、世界的に供給できない状況にある。そこで我々は将来の太陽観測に向けてこのような高性能 X 線ミラーを実現するための開発研究を進めている。開発しているミラーは Wolter 光学面の回転放物面と回転双曲面を研磨によってガラス基板上に一体成型したものである。加工したミラーを SPring-8 放射光施設の平行 X 線ビームで評価し、結果を研磨工程にフィードバックすることで改善を図っている。これまでに、8keV の平行 X 線に対して PSF (Point Spread Function) の FWHM 幅・HPD (Half Power Diameter) とも <1 秒角の性能を達成した。講演では、この高精度 X 線ミラーの開発研究について紹介する。

## 1 Introduction

X 線領域における太陽観測では、「ようこう」や「ひので」によって温度が 100 万 K を超える太陽コロナ中で、3000 万 K を超える超高温プラズマの生成や粒子加速、惑星間空間に巨大な質量を放出するコロナ質量放出 (CME) などのさまざまな現象が明らかになってきた (例えば、Tsuneta et al. 1992a, 1992b; Masuda et al. 1994)。最近の極端紫外線 (EUV) 観測によってコロナには 1 秒角以下の微細構造が存在し (図 1)、これが高温プラズマをコロナ上方に供給することでコロナ加熱を引き起こしていると指摘されてきた (Hara et al. 2008)。EUV 観測では、比較的低温である 100 万-150 万 K のループ、特に足元部は観測できるが、高温ループは観測できない。一方、コロナ中の高いエネルギーの電子は X 線を放射し、軟 X 線はフレアに伴う超高温プラズマの生成など高エネルギー過程の観測に適している。特に明るいフレアループ上空の暗い領域で進行すると考えられる衝撃波の形成など、磁気リコネクションに伴うプラズマ構造の観測は、フレアによるプラズマの加熱・加速を理解する鍵となる (Tsuneta 1997, Chen et al. 2015)。しかしながら、観測には低散乱のミラーが必要で、未

だ十分には行われていない。軟 X 線観測では斜入射望遠鏡が用いられる。このような低散乱・高角分解能の撮像ができる X 線ミラーは、例えば Chandra X 線観測衛星によって飛翔実績はあるが、現在、同様のミラーは世界的に供給できない状況にある。

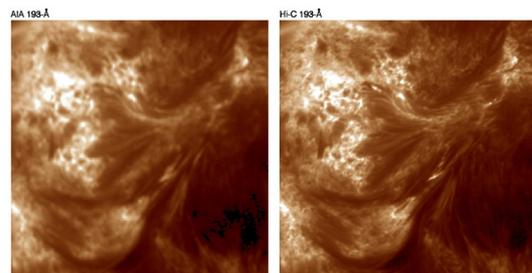


図 1: コロナ中の 1 秒角以下の微細構造。(左)SDO 衛星 AIA (分解能; 1.2 秒角)、(右)Hi-C 観測ロケット (分解能; 0.3-0.4 秒角; Cirtain et al. 2013)

## 2 X 線望遠鏡

### 2.1 斜入射光学系

可視光で像を作るためには、レンズを利用した屈折光学系を望遠鏡に用いるのが一般的である。しかし、X 線領域のような短波長領域になると、可視光で使用していた望遠鏡では天体からの電磁波を結像することが困難になってくる。X 線領域ではほとんどの物質に対して屈折率が 1 よりも僅かに小さく、屈折をほぼ起こさないためである。可視光で使用される 2 枚鏡型の反射望遠鏡についても同様、短波長領域の直入射反射率が極めて低いので、効率も低い。臨界角程度の斜入射ならば高い反射率を保持できるので、X 線望遠鏡は斜入射光学系の反射望遠鏡が用いられている。X 線望遠鏡でよく用いられている斜入射光学系である Wolter I 型光学系を図 2 に示す。Wolter I 型光学系は、第 1 面に回転放物面内面、第 2 面に回転双曲面内面の 2 回反射で焦点に集光させる。

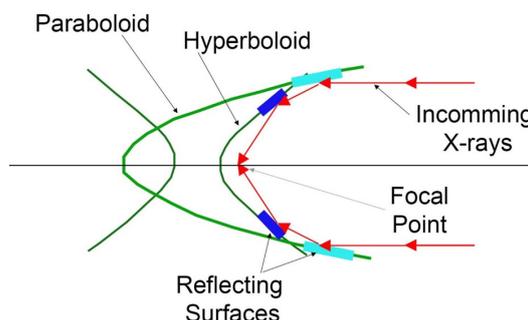


図 2: Wolter I 型光学系

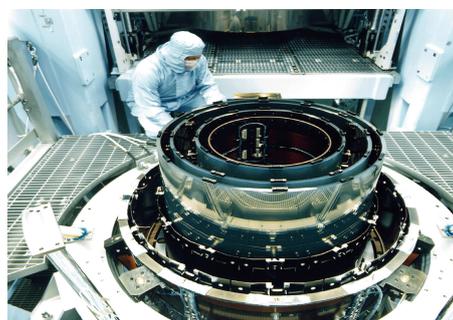


図 3: 「直接研磨型」X 線ミラー。写真は ChandraX 線観測衛星の HRMA。

### 2.2 X 線望遠鏡の種類

X 線望遠鏡にはいくつかの種類があり、望遠鏡の結像性能を重視した「直接研磨型」や、結像性能は高くなくものの集光力を重視した「多重薄板型」、前述の両者の性能を取り入れた「非球面多重薄板型」などがある。我々が開発研究を進めているのは、「直接研磨型」の X 線ミラーである。これは超精密非球面加工により、Wolter I 型の光学系に適合するように回転放物面と回転双曲面の鏡面形状を研磨によってガラス上に一体成型したもので、角分解能を 1 秒角以下にすることが期待できる。

系は一度に Wolter ミラー全面の計測ができる。従来の干渉計測では、狭い領域の干渉計測を行い、それらを合成 (ステッチング) して全体形状を得る方法を取っていたが、CGH 計測系は一度に全体形状が得られるので、高速化に期待できる。現在は、CGH 高速計測系は予備的な計測という立場で導入されているが、今後主力の計測系として用いられることを目標にしている。

## 3 Wolter ミラーの加工と評価

### 3.1 ミラー加工時の高速計測系

Wolter ミラーの形状の計測には CGH (Computer Generated Hologram) 素子を導入した。図 4 のような CGH 素子をホルダにセッティングし、ヘキサポッドに Wolter ミラーを設置して計測を行う。この計測

### 3.2 結像性能評価

加工した試作ミラーは、以下のようなセットアップで SPring-8 放射光施設 (BL29XUL; Ishikawa et al. 2001) の 8keV の平行 X 線ビームで評価を行った (図 6)。また、ミラーの形状は円環の一部を切り取ったような形状をしている。検出面に集光された tangential 方向ミラー面外方向の集光のベストフォーカス位置に合わせた像を図 8 に示す。理想的なミラーは、tangential 方向のベストフォーカス位置に合わせ

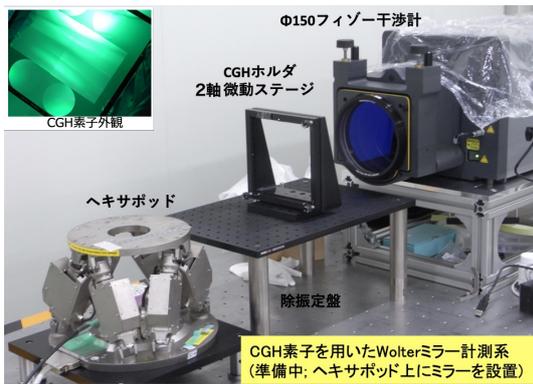


図 4: CGH 素子を用いた Wolter ミラー計測系。左上は CGH 素子の外観。

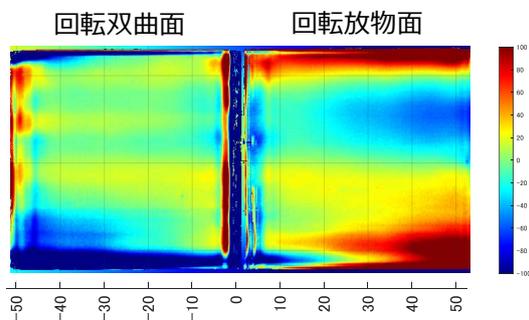


図 5: 加工中のミラーの CGH 計測例。横軸は mm、カラーバーの単位は nm。面が赤くなっている部分は、理想的なミラー表面から隆起している箇所。一方青い部分は窪んでいる箇所。

た時に、sagittal 方向ミラー面内方向の集光は幅をもたないが、このミラーは tangential 方向と sagittal 方向の焦点距離が異なる非点収差があるので、sagittal 方向に広がりが見て取れる。また、tangential 方向の規格化 PSF プロファイルも図に示す。PSF プロファイルは PSF のコアの部分を詳細に見るために、検出器前のレンズを高倍率にし、データをより細かく取得している。これから tangential 方向のベストフォーカス位置での FWHM 値は 0.24 秒角であった。

測定データの広角散乱プロファイルを図 8 に示す。これも tangential 方向ベストフォーカス位置でのプロファイルである。色の違う 5 本のラインは、それぞれ測定箇所やダイナミックレンジを変えて散乱レベルを測定したものを 1 本のプロファイルにまとめ

たものである。

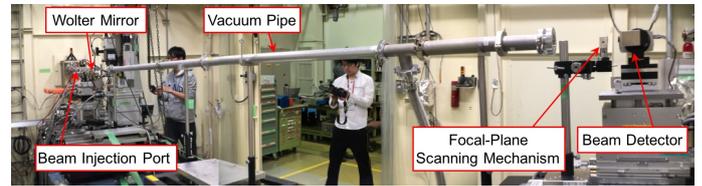


図 6: SPring-8 での実験の様子。ビーム射出口から出たビーム (左奥) が Wolter ミラーに反射し、真空パイプを経て検出器に集光する。

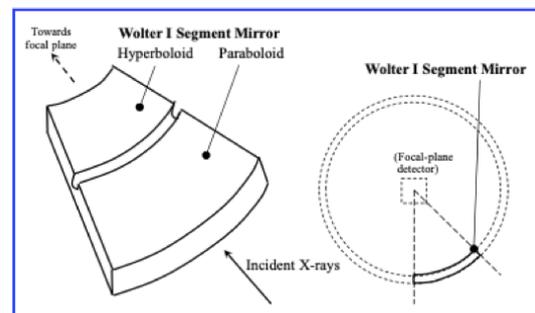


図 7: Wolter 部分円環ミラー

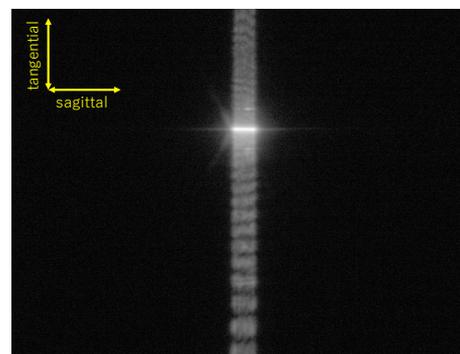


図 8: tangential 方向のベストフォーカス位置での集光像。非点収差があるため sagittal 方向に広がりを持っている。

これから、各 off-axis angle での散乱レベルを求め、「ようこう/SXT」と「ひので/XRT」の散乱レベルとの比較を行った。10 秒角では、「ようこう/SXT」と「ひので/XRT」に対して我々のミラーの散乱レベルが最も抑えられているが、20 秒角で同程度、それ以降の off-axis angle では散乱レベルは減衰が緩やかに

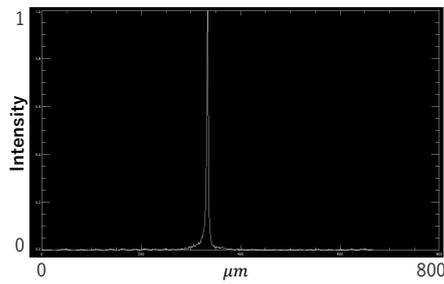


図 9: tangential 方向のベストフォーカス位置での規格化 PSF プロファイル

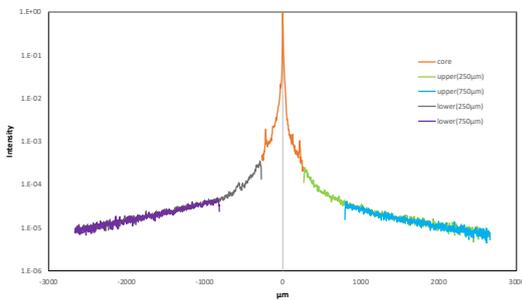


図 10: 広角散乱プロファイル

なっていることが分かる。また、この散乱プロファイルに対して、HPD を求め、0.55 秒角の性能を達成した。

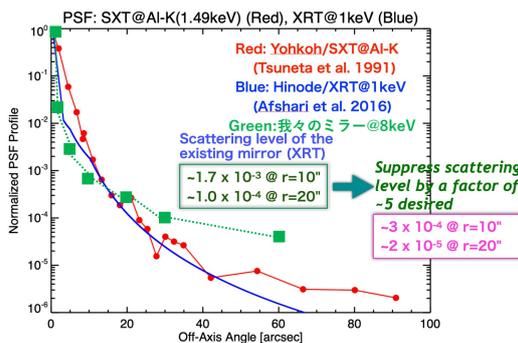


図 11: 「ようこう/SXT」と「ひので/XRT」の散乱レベルとの比較

## 4 まとめと今後の展望

散乱プロファイルから散乱レベルは 10 秒角では精度良く低散乱だが、次第に散乱レベルをあまり良く抑えることができていない。この結果をミラーにフィードバックし、再度直接研磨することによって性能向上を図る。同時に CGH 計測系で加工したミラーの計測も本格化させることで、計測を高速化し効率良いミラーの性能向上を目指す。

2030 年代の打ち上げを目指す、PhoENiX 小型衛星に搭載する軟 X 線望遠鏡 SXIS への搭載を念頭に研究を進めている。また、現在 Spring-8 放射光施設での実験を進めているミラーは回転放物面、双曲面ともに 40mm 四方であるが、PhoENiX 小型衛星に搭載するミラーは、放物面・双曲面各 40 × 90mm のミラーを 9 枚と、大型化かつミラー枚数を増やして搭載する。

## Reference

Chen, B., et al., Science 350, 1238-1242, 2015  
 Cirtain, J.W., et al., Science 493, 501-503, 2013  
 Hara, H., Ap. J. Jett. 678, L67-L71, 2008  
 Ishikawa, T., et al., Proc. SPIE 4145, 1-10, 2001  
 Masuda, S., et al., Nature 371, 495-497, 1994  
 Tsuneta, S., et al., PASJ 44, L63-69, 1992a  
 Tsuneta, S., et al., PASJ 44, L211-L214, 1992b  
 Tsuneta, S., Ap. J. 483, 507-514, 1997

観測 a08

太陽観測ロケット実験FOXSI-4搭載用高角度分解能X  
線望遠鏡の開発

名古屋大学大学院 理学研究科  
安福 千貴

# 太陽観測ロケット実験 FOXSI-4 搭載用高角度分解能 X 線望遠鏡の開発

安福 千貴 (名古屋大学大学院 理学研究科)

## Abstract

FOXSI は、太陽フレアの X 線の撮像分光観測を目的とした日米共同のロケット実験である。2024 年には 4 号機が打ち上げられる予定であり、我々はこの FOXSI-4 搭載用高角度分解能 X 線望遠鏡の開発を進めている。その科学目標達成のためには、太陽フレアによる秒単位で変化する空間・エネルギー情報が鍵となり、望遠鏡には高い結像性能 (HPD < 10 秒角) が要求される。

我々は地上 X 線結像系開発で構築した独自の小口径高精度電鍍技術 (Mimura et al. 2018) を応用することで、これまでに直径 60 mm / 焦点距離 2000 mm / 有効高さ 220 mm の Wolter-I 型反射鏡の試作に成功 (Takigawa et al. submitted) し、製作した反射鏡の X 線照射による性能評価を実施してきた。

反射鏡の性能を求める一方で、宇宙 X 線の観測には、宇宙へ打ち上げる望遠鏡が過酷な宇宙環境に耐える必要がある。望遠鏡にとって最も重要な環境耐性試験の一つである振動試験を実施し、反射鏡を守る反射鏡支持機構の振動耐性の確認を行った。結果、振動前後の周波数応答に大きな変動は見られなかったものの、反射鏡支持機構下部の取り付けネジが外れるトラブルがあった。また初の拡散光にて反射鏡支持機構に反射鏡を組み込み X 線結像性能評価試験を行ったところ、重要な判断基準となる角度分解能は FWHM  $\approx$  2 秒角、HPD  $\approx$  18 秒角、焦点深度は 4 mm 程度という結果が得られ、振動試験前後での性能の有意な変動は見られなかった。

## 1 イントロダクション

### 1.1 宇宙 X 線望遠鏡と開発目標

X 線望遠鏡では、X 線の高透過率などの要因により直入射光学系での集光・結像が困難である。そこでよく用いられるのが図 1 に示した Wolter-I 型斜入射 X 線望遠鏡であり、2 種類の回転二次曲面を組み合わせ構成される。次の図 2 は国内外のミッションで打ち上げられた、またその予定にある衛星の性能を示したものであり、黒で示されている従来の X 線望遠鏡を見ると軽量性と結像性能の間に負の相関があることがわかる。緑は次世代望遠鏡の結像性能を表しており、ここにある相関から逸脱した望遠鏡の開発が進められている。結像性能の向上は世界と競うための鍵の一つであり、我々は地上開発技術で培われた高精度電鍍技術に着目し、角度分解能で一桁以上のブレークスルーを成し遂げ、世界最高感度の国産 X 線望遠鏡の実現を目指している。

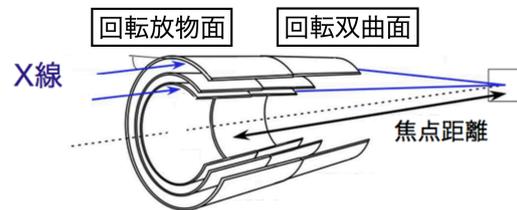


図 1: Wolter-I 型光学系の概念図

### 1.2 太陽観測ロケット実験 FOXSI

FOXSI (Focusing Optics X-ray Solar Imager) は日米共同の太陽 X 線観測ロケット実験であり、過去 3 度の打ち上げに成功し多くの科学成果を挙げた一方で、3 号機までの望遠鏡には結像性能に改善の余地があった。4 度目の打ち上げとなる FOXSI-4 では、結像性能の改善を図っており、目標結像性能は太陽フレアの構造を分解するのに必要な 10 秒角以下としている。3 回目の打ち上げの FOXSI-3 では図 3 のように見られる太陽フレアが、FOXSI-4 ではフレア構造まで詳細に観測されることが期待される。また

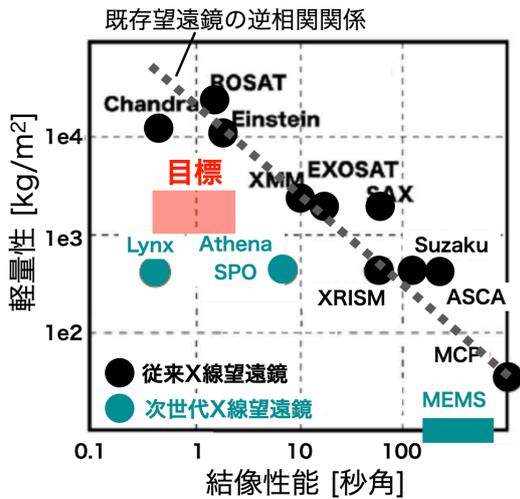


図 2: 従来 vs 次世代 X 線望遠鏡の性能比較 (Ezoe et al. 2018) 一部改訂

太陽フレアは非常に明るいことから結像性能が最重要と言え、我々の高精度望遠鏡は本ミッションによくマッチしていると言える。

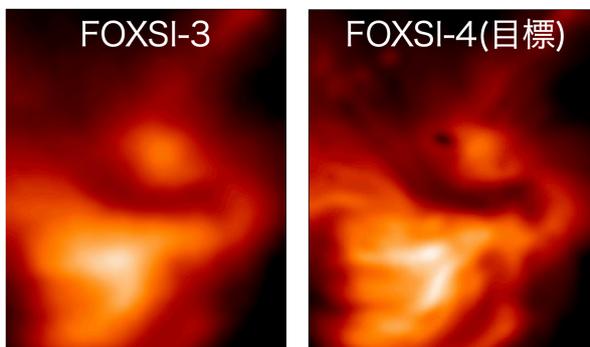


図 3: 結像性能の違いによるイメージの比較 (Juan et al. 2021)

## 2 宇宙環境耐性と性能評価

### 2.1 宇宙環境耐性

宇宙 X 線望遠鏡は、打ち上げ時のロケットから伝わる振動をはじめ運用中の場面においても過酷な宇宙環境に晒される。望遠鏡においては、反射鏡の変形により分解能の劣化を引き起こす恐れのあることから

振動耐性が最も重要と考えられている。そこで打ち上げ時の振動環境を模擬した振動耐性評価試験を実施した。なお詳しい情報については NASA の Sounding Rockets User Handbook を参考にしている。

### 2.2 反射鏡と反射鏡支持機構

反射鏡単体の性能としては 2021 年 11 月の SPring-8 での試験により 15 keV にて広がった天体に対する感度の指標である HPD (Half Power Diameter) < 13 秒角、点源感度を示す FWHM は  $\approx 5$  秒角 (検出限界) を達成 (図 4)。また、局所的な照射では 17% の領域で目標分解能である HPD < 10 秒角を達成した。反射鏡を過酷な宇宙環境から守る機構として、反

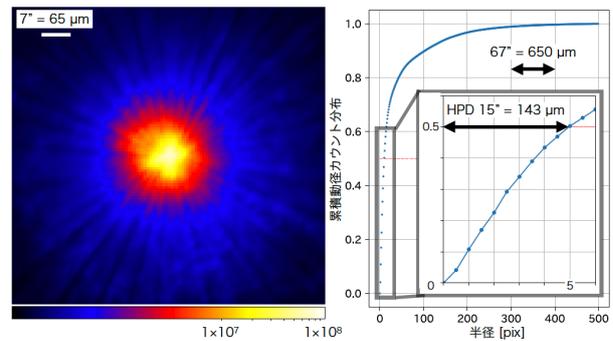


図 4: 反射鏡単体 15 keV での X 線結像イメージと累積動径カウント分布 (瀧川修論 2022)

射鏡支持機構がある (図 5)。これまでに開発中の高結像性能望遠鏡に合わせた支持機構開発に取り組み、設計試作及び振動試験を実施し、反射鏡支持機構単体での振動耐性を確認してきた。反射鏡に対し、下側の反射鏡固定部のみで接着剤を用いた固着を行うことで実際の打ち上げ模擬サンプルの作成を行った。

### 2.3 振動試験概要と評価項目

打ち上げ模擬サンプルに対し、ロケット打ち上げ時の振動を加えるのが図 6 のセットアップである。サンプルと取り付けを行うための加振治具、そして IMV 社の振動試験機からなり、加振方向は図 6 のような

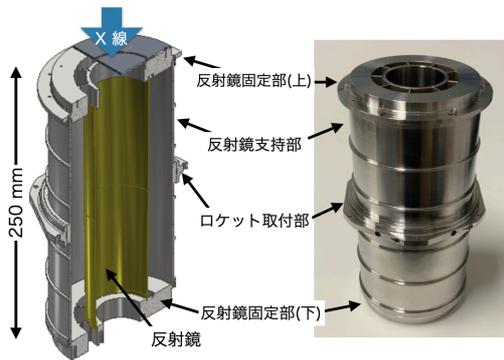


図 5: 反射鏡支持機構の概念図と実際の外観

X/Y 軸方向に加え、Z 軸方向も行った。

振動試験前後においては、以下の 4 つの項目を評価

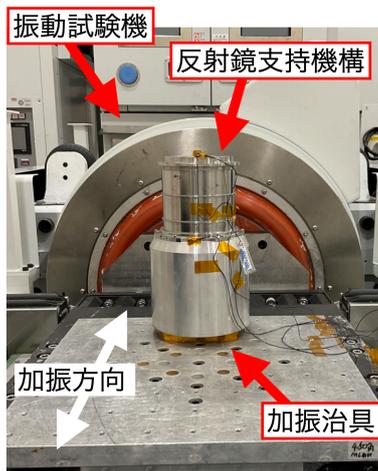


図 6: 振動試験セットアップ

基準として設けている。

- 加速度センサーの周波数応答
- ネジの締まりチェック
- 可視光結像性能
- X 線結像性能

## 2.4 振動試験結果

今回 X/Y 軸方向のランダム加振を行ったところ、反射鏡固定部の取り付けネジが 2 個完全に外れてし

まうというトラブルが発生した。これに伴って加速度センサーの周波数応答は広範囲で大きく変動するという結果になった。一方で Z 軸方向のランダム加振についてはネジの緩み等の影響はなく、周波数応答についても再現性の範囲で一致した。可視光結像性能評価についても再現性の範囲内で一致した。特に X 線結像性能評価については重要な判断基準となる角度分解能は FWHM  $\approx$  2 秒角、HPD  $\approx$  18 秒角、焦点深度は 4 mm 程度という結果が得られ (表 1)、振動試験前後での性能の有意な変動は見られなかったことが明らかになった。

表 1: 振動試験前後での X 線結像性能評価

|      | 試験前    | 試験後    |
|------|--------|--------|
| FWHM | ~2 秒角  | ~2 秒角  |
| HPD  | ~18 秒角 | ~19 秒角 |
| 焦点深度 | ~4 mm  | ~4 mm  |

## 3 まとめと今後の展望

振動前後の周波数応答に大きな変動は見られなかったものの、反射鏡支持機構下部の取り付けネジが外れた。一方で X 線結像性能評価試験を行ったところ、重要な判断基準となる角度分解能は FWHM  $\approx$  2 秒角、HPD  $\approx$  18 秒角、焦点深度は 4 mm 程度という結果が得られ、振動試験前後での性能の有意な変動は見られなかった。今後の展望として、X 線結像性能評価において right と left の半周に分けて照射していた拡散光をさらに大きく改善することで、より精密な全周照射による評価を行うことを見込んでいる。

## Reference

Mimura et al., 2018, Rev. Sci. Instrum.

Takigawa et al., submitted, JATIS

瀧川歩, 2022, 名古屋大学修士論文

Juan et al., 2021, SPIE

Ezoe et al., 2018, JATIS

## 観測 a09

# 中央大学40 cm可視光望遠鏡の恒星フレア自動追観測 システムと分光性能

中央大学大学院 理工学研究科  
浦部 蒼太

# 中央大学 40 cm 可視光望遠鏡の恒星フレア自動追観測システムと分光性能

浦部 蒼太 (中央大学大学院 理工学研究科)

## Abstract

太陽フレアは磁力線の再結合によるエネルギーの解放現象であると考えられている。太陽以外の恒星では、放射エネルギーが太陽フレアよりも桁違いに大きいフレア (スーパーフレア) が検出されているが、それらがいかんして発生するかは未解明である。太陽ではフレアのごく初期に、ガスの運動に由来する彩層輝線の偏移 (数  $10 \text{ km s}^{-1}$  ~) や、白色光の増光が観測されている。スーパーフレアにおいても、 $H\alpha$  線の偏移が確認されるサンプルを増やし、それらの速度や時間発展を太陽フレアと比較することが、フレアという現象の統一的理解を得るために必要であると考えられる。しかし、突発現象であるフレアの観測は偶然に頼る部分が多く、発生頻度の低いスーパーフレアを発生初期から観測することはなおさら困難であった。

そこで我々は、サーベイ観測を行う装置と連携してフレアの追観測を行い、効率よくスーパーフレアのデータを収集することを考えた。

そのために我々は、中央大学後楽園キャンパス屋上に 40 cm 可視光測光・分光望遠鏡 PHAST (PHotometric And Spectroscopic Telescope) を設置し、全天 X 線監視装置 MAXI が巨大恒星フレアを検出した旨のメールをトリガーとして自動追観測を開始するシステムを構築した。これにより、メール受信後 2 分以内の撮像開始が可能となった。測光観測には U、B、V、R、I バンドのフィルターと Ximea 社の CMOS カメラ MJ042MR-GP-P11-BSI を使用している。分光観測には Shelya 社の高分散分光器 LHIRES III と、ATIK CAMERAS 社の冷却 CCD カメラ ATIK 460EX を使用している。また、分光性能の評価を行い、 $H\alpha$  線付近の波長分解能は 19000 で、波長決定精度が  $0.2 \text{ \AA}$  であると分かった。

## 1 序論

太陽フレアは太陽表面における突発的な爆発現象である。太陽フレアは X 線帯で  $10^{29} - 10^{32} \text{ erg}$  ほどの非常に大きなエネルギーを放出し、その影響は通信障害や大規模停電という形で我々の生活にも及ぶ可能性がある。一方、太陽以外の恒星においては、太陽フレアの最大規模の  $10 - 10^7$  倍ものエネルギーを放出する巨大なフレア (スーパーフレア) が確認されている。太陽フレアはイメージングや多波長観測によって、多角的な理解が進んでいる。一方で、遠方の恒星で発生するフレアは、空間分解して観測できない。また、フレアはエネルギーの増大に反して発生頻度が下がる特徴があるため、スーパーフレアの観測例は十分とは言えない。これらの理由から、スーパーフレアは太陽フレアと同様の彩層加熱機構で説明できるものなのか、また、周囲の環境にどのよう

な影響を与えるのかなど、未解明な部分が多い。

太陽フレアにおいては、加熱された彩層がコロナに向けてプラズマの上昇流が発生する。これを「彩層蒸発」と呼ぶ。また、彩層蒸発の反作用として彩層凝縮が発生し、 $H\alpha$  線の数  $10 \text{ km s}^{-1}$  の赤方偏移として観測されている (Ichimoto & Kurokawa 1984)。また、フレアに伴って、コロナ中の低温プラズマが噴出する「プロミネンス噴出」や、フレアループを満たした高温プラズマが冷えて凝縮し、星の重力を受けて落下する現象も  $H\alpha$  線の偏移として観測されている。スーパーフレアにおいても、 $H\alpha$  線の偏移が確認されるサンプルを増やし、それらの速度や時間発展を太陽フレアと比較することで、フレアという現象を統一的に理解することができるのではないかと考える。実際に、近年、M 型星や太陽型星のスーパーフレアの連続分光観測例が増え (Houdebine et al 1990; Maehara et al 2021; Yuchan et al 2022; Namekata

et al 2022a & b)、太陽フレアとの共通点や相違点などが盛んに議論されている。一方で、主に近接連星系で見られるような特に大きいエネルギー ( $> 10^{35}$  erg) を持つスーパーフレアを、その発生初期から分光観測した例はほとんどない。よって我々は、巨大黒点を持ち、スーパーフレアを引き起こしやすい「りょうけん座 RS 型連星系 (RS CV<sub>n</sub> 型星)」を中心に、手動による追観測を行い、複数のスーパーフレアの減衰期を捉えることには成功した (Kawai et al 2022)。しかし、偏移成分の変動はフレアの発生初期に見られることが多いため、これに間に合うような追観測体制を整える必要があった。そこで我々は、(1) サーベイ観測を行う装置と連携した自動追観測システムを持つ、(2) H $\alpha$  線の数  $10 \text{ km s}^{-1}$  の偏移成分を分解できる、以上の性能を満たす新望遠鏡の立ち上げを行った。

また、フレアの放射機構を理解するため、H $\alpha$  線と白色光は同時観測されることが多い。さらに、H $\alpha$  線のフラックスを得るためには、測光観測によって連続光のフラックスを見積もる必要がある。これらの理由から、(3) 分光・測光同時観測も要求性能に加えられた。

## 2 観測機器

2021 年 3 月に後樂園キャンパス屋上に口径 40 cm の望遠鏡を新設した (図 1)。架台には経緯台を用いており、駆動速度は平均秒速 20 度である。この速さが新望遠鏡の大きな魅力である。また、光路分割機にて測光観測用と分光観測用に入射光を分割することで、可視光での測光観測・分光観測が同時に行えることも特徴である。分割機内部には 4 種類のレンズ (反射光: 透過光を割合はそれぞれ、0:10、1:9、3:7、10:0) を備え、観測用途によって切り替えを行う。反射光を測光観測、透過光を分光観測に用いる。測光観測には、電動フィルターホイールを用いて U, B, V, R, I バンドの切り替えを行い、撮像には Ximea 社の CMOS カメラ MJ042MR-GP-P11-BSI を使用する。分光観測には、Shelyak 社の高分散分光器 LHIRES III と、TIK CAMERAS 社製の冷却

CCD カメラ ATIK 460EX を使用する。また、分光器には、目的星を分光スリットに導入するためのガイドカメラとして、TIK CAMERAS 社製の冷却 CCD カメラ ATIK 414EX が備えられている。これらの機器を図 2 にまとめた。

新望遠鏡の名前は「PHAST」に決定した。これは、PHotmetric And Spectroscopic Telescope の略称で「測光 (Photometric)」と「分光 (Spectroscopic)」を速い (Fast  $\rightarrow$  PHAST) スピードで自動的に観測できるという新望遠鏡の特徴を表している。



図 1: 40cm 可視光測光・分光望遠鏡「PHAST」。

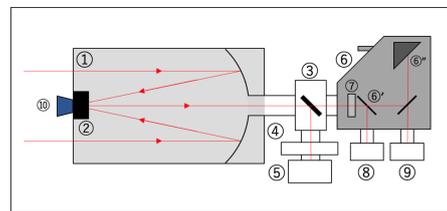


図 2: PHAST を構成する機器。①: RC 式 40 cm 口径鏡筒、②: 電動フォーカサー、③: 光路分割機、④: 電動フィルターホイール、⑤: 測光観測用 CMOS カメラ、⑥: 分光器 (LHIRES III)、⑥': スリット、⑥'': プリズム、⑦: コンパリソンランプ、⑧: ガイド用 CCD カメラ、⑨: 分光観測用 CCD カメラ、⑩: フラットランプ

## 3 自動追観測システム

PHAST は全天 X 線監視装置 MAXI と連携した自動追観測を行う。MAXI とは、国際宇宙ステーション (ISS) の日本実験棟「きぼう」に搭載されて

いる X 線検出器 (図 3) で 2009 年から稼働している。ISS が地球を一周する約 90 分間でほぼ全天を走査できるため、予想のつかない突発現象や、天体の長期的性質を探る研究に最適である。検知するエネルギー帯域は 2 – 20 keV である。

MAXI のデータはリアルタイムで JAXA 筑波宇宙センターのコンピュータに送られ、突発天体候補が見つかったらメールにて速報が流れる。このアラートメールを我々の研究室のコンピュータが受信すると、MAXI が増光を検知した座標 (RA, Dec) を抽出する。座標から近い距離 ( $\sim 1$  deg) に既知天体があれば、その天体からの増光と判断し、座標をその既知天体に合わせて観測リストを作成する。作られた観測リストは、望遠鏡制御用のコンピュータに送られ、観測可能な天候であれば、追観測を開始する。天候の確認については当研究室にて所有するスカイオリティメーターによって測られる空の明るさの情報や雨センサーや気温、湿度、気圧計の情報も用いる。

自動で分光観測を行うためには、ガイドカメラ上の分光スリットに自動で星像を乗せる必要がある。PHAST の分光スリットの幅は約 9 秒角であり、その上に星像を人の手を介さずに乗せるということは、大変困難である。この問題を解決するために、ガイドカメラの天体を検知する有効範囲に入った星像を自動でスリット上まで移動させてくれる、オートガイド機能というものを搭載した。また、3 ヶ月に一回程度、制御ソフト上の望遠鏡の向きと実際の向きのずれを補正すれば、オートガイドの有効範囲内に天体を導入可能であることを検証済みである。我々は、ダミーのアラートメールを研究室の PC に送信し、メール受信から 2 分以内に天体の撮像を開始できることを確認した。この自動追観測システムにより、手動では 1 時間以上の時間を要していた追観測開始までの時間を大幅に短縮することができた。

## 4 分光性能

本研究で用いる分光器 LHIRES III 観測可能な波長帯域は 4000 – 7088 Å である。一度の撮像にてデー

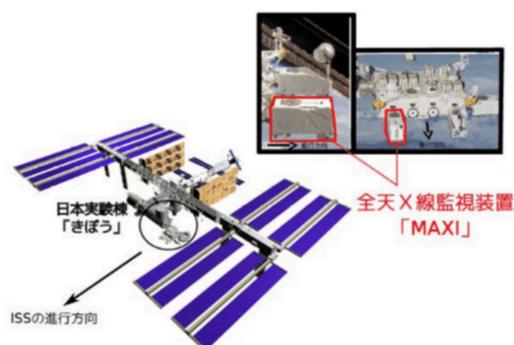


図 3: 国際宇宙ステーション日本実験棟「きぼう」に設置されている MAXI。

タを得られる波長の幅は 150 Å 程度であり、分光器に付随するマイクロメーターによって観測する波長域を変えることができる。

我々は、数  $10 \text{ km s}^{-1}$  の偏移成分を分離できるか確認するため、LHIRES III の波長分解能の測定を行った。Ar / Ne ランプを撮像し、一次元化した後、 $H\alpha$  線付近の 5 本の Ne 輝線を用いた波長較正を行い、各輝線の半値全幅 (FWHM) を計測した。各輝線の半値全幅をプロットし、それらを一次関数でフィッティングすることで、 $H\alpha$  線 (6563 Å) における半値全幅を見積もった (図 4)。その結果から、 $H\alpha$  線付近の波長分解能 ( $\lambda / \text{FWHM}$ ) は 19000 程度であり、 $20 \text{ km s}^{-1}$  程度の速度成分を分離できる性能であると分かった (2019 年度柳田 卒業論文)。また、波長較正を行う際に輝線位置 (単位: pix) と波長 (単位: Å) の関係を一次関数でフィッティングしたが、その標準偏差は  $0.20 \text{ Å}$  であり、 $10 \text{ km s}^{-1}$  程度の精度で中心波長を決定できることが分かった。

$10 \text{ km s}^{-1}$  単位で波長を決定できる本研究の分光において、 $10 \text{ km s}^{-1}$  以上の系統誤差は可能な限り取り除く必要がある。例えば、望遠鏡の向きによって、光学系に加わる重力等が変化し、スペクトルが波長方向にずれることが考えられる。実際に検証を行うと、特に回転角 (cas) が最も影響を与えることが分かった (図 5)。仮に、目的星と異なる向きで撮像したコンパリソンプレームを用いて、波長較正を行うと最大で  $30 \text{ km s}^{-1}$  程度の系統誤差が生じることに

なる。この誤差を除去するため、目的星とコンパリソンプを交互に撮像し、直前にとったコンパリソンプフレームを用いて目的星の波長較正する必要があることが分かった。また、地球や観測天体の公転によるドップラーシフトも、フレアによる偏移と混在しないように区別する必要がある。地球の公転に関しては、PyAstronomy という Python のパッケージを用いて補正を行う。観測天体の公転に関しては、今後目的星を静穏時を長期的にモニタ観測し、静穏時のスペクトルを用いて補正を行う予定である。

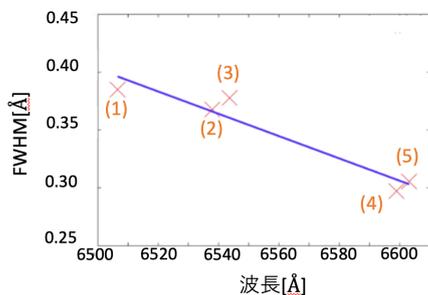


図 4:  $H\alpha$  線付近の 5 本の Ne 輝線の波長と半値全幅 (FWHM) の関係。青色の実線は 5 つのプロットを一次関数でフィッティングした結果であり、 $H\alpha$  線 ( $6562.9 \text{ \AA}$ ) における半値全幅は  $0.34 \text{ \AA}$  程度である。

## 5 まとめと今後の展望

我々は、2021 年 3 月に 40 cm の可視光望遠鏡 PHAST を新設した。本望遠鏡は、自動追観測システムと、高分散分光器を有しており、全天 X 線監視装置 MAXI がスーパーフレアを検出した旨のメールを受け取ってから、2 分以内に波長分解能 19000 の分光観測を開始できる。さらに、光路分割器を用いることで分光と測光の同時観測が行える。これによって、スーパーフレアを発生初期から観測し、それに伴うプラズマの運動を理解することができる体制が整ったと言える。今後は、当研究室が保有する 3 台の可視光望遠鏡を連携させた自動観測体制の整備、PHAST を用いた自動モニタ観測用のプラン作成等に取り組んでいく。

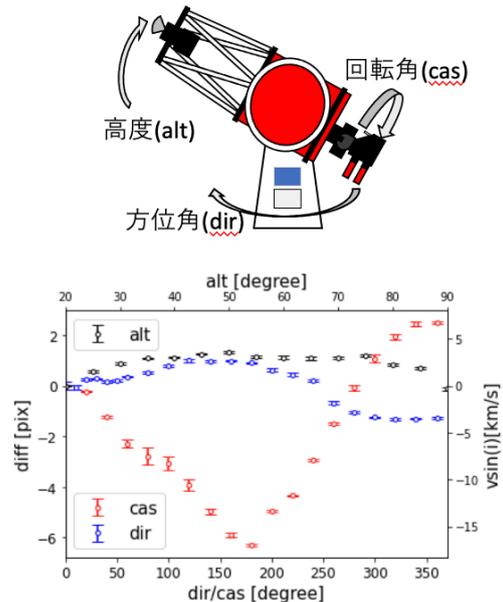


図 5: 望遠鏡の向きのイメージ (上) とコンパリソンプ輝線の高度 (alt)、方位角 (dir)、回転角 (cas) に応じた変動 (下)。なお、本検証に用いたのは、十分な統計量が得られた  $6506.5 \text{ \AA}$  の Ne 輝線で、ホーム位置 (alt= $20^\circ$ 、dir= $0^\circ$ 、cas= $0^\circ$ ) における輝線位置からの変移 (diff) をプロットしている。

## Reference

- Ichimoto, K. & Kurokawa, H. 1984, Solar Physics, 93, 105
- Namekata, K. et al 2022a, Nature Astronomy, 6
- Namekata, K. et al 2022b, The Astrophysical Journal Letters, 926, 1
- Houdebine, E. R. et al 1990, Astronomy and Astrophysics, Vol. 238
- Maehara, H. et al 2021, PASJ, 73, 44
- Wu, Y. et al 2022, The Astrophysical Journal, 928, 2
- Kawai, H. et al 2022, PASJ, 74, 2
- 柳田悠記 (中央大学 理工学部 天体物理学研究室) 2019 年度卒業論文

## 観測 a10

# 可視光測光望遠鏡 CAT を利用した増光検知システム の構築

中央大学大学院 理工学研究科  
根本 登

## 可視光測光望遠鏡 CAT を利用した増光検知システムの構築

根本 登 (中央大学大学院 理工学研究科)

### Abstract

中央大学では恒星で起こるフレア現象、特に恒星で生じる最も規模の大きいフレアがどのような構造で如何に起こるかについて研究している。恒星フレアでは太陽の様にイメージングが行えないため、多波長による状況証拠でイメージングに近いレベルのデータを得る必要がある。そのために我々は中央大学後楽園キャンパスに中央大学天文台 CHAO を設置し、全天 X 線観測装置 MAXI による観測であらかじめ大きなフレアを起こすとわかった天体に対して多波長でのモニター観測を行なっている。

中央大学天文台 CHAO ではフレアの発生機構に迫るため可視光測光望遠鏡 CAT、可視光分光望遠鏡 SCAT、可視光測光分光望遠鏡 PHAST の 3 台の望遠鏡を運用している。CAT は市販の 2.6 m ドームと口径 26 cm、焦点距離 3000 mm の望遠鏡で構成され、現在は B,V,R,I フィルター、冷却 CCD カメラを用いて可視光測光観測を行っている。視野は 50x35 分角程度で、限界等級は 15-16 等級程度である。これを利用してモニター中にフレアが生じた場合に最短 3 分で他の望遠鏡と連携し、同時に測光観測と分光観測を行うことを考えている。そのために CAT での観測直後にリアルタイムで解析を行い、増光を判断し即座にアラートを発信するシステムを構築することを考えている。

現在は全自動で FITS ファイルの新規作成を検知し、検知後 40 秒以内にアストロメトリ、サチレーション確認、一次処理、開口測光、等級計算までを行うシステムの構築までが完了している。

今後は即時解析の結果から増光を判断するシステムと増光時にメールで知らせるシステムを作成することで、他の観測装置からも即座に追観測を行う予定である。また、CHAO 内の望遠鏡全てに同様に増光検知システムを設けることで、CHAO 内の望遠鏡において相互に追観測を行えるシステムを構築していく予定である。

## 1 序論

太陽フレアは太陽表面における突発的な爆発現象である。太陽フレアは X 線帯で  $10^{29}$ - $10^{32}$  erg ほどの非常に大きなエネルギーを放出し、その影響は通信障害や大規模停電という形で我々の生活にも及ぶ可能性がある。一方、太陽以外の恒星においては、最大規模の太陽フレアと比べて放射エネルギーが 10 万倍から 1000 万倍もの巨大なフレアが検出されている。太陽フレアはイメージングや多波長観測によって、多角的な理解が進んでいる。一方で、遠方の恒星で発生するフレアは、点光源として観測されるためイメージングによる空間分解しての観測はできない。したがって、多波長による状況証拠でイメージングに近いレベルのデータを得る必要がある。また、フレアはエネルギーの増大に反して発生頻度が下がる特徴があるため、巨大な恒星フレアの観測例は十分

とは言えない。これらの理由から、巨大な恒星フレアは太陽フレアと同様の彩層加熱機構で説明できるものなのか、また、周囲の環境にどのような影響を与えるのかなど、未解明な部分が多い。太陽フレアにおいては、「彩層蒸発」や「プロミネンス噴出」などの現象が  $H\alpha$  線の偏移として観測されており、恒星フレアにおいても、 $H\alpha$  線の偏移が確認されるサンプルを増やし、それらの速度や時間発展を太陽フレアと比較することで、フレアという現象を統一的に理解することができるのではないかと考える。近年では、M 型星や太陽型星における恒星フレアの連続分光観測例が増え、太陽フレアとの共通点や相違点などが盛んに議論されている。しかし一方で、主に近接連星系で見られるような  $10^{35}$  erg を超えるエネルギーを持つ巨大な恒星フレアを、その発生初期から分光観測した例はほとんどない。

中央大学ではこのような恒星で起こる巨大なフレアがどのような構造で如何に起こるかについて研究している。そこで中央大学では中央大学後楽園キャンパスの中央大学天文台 CHAO (Chuo-university Astronomical Observatory) にて、全天 X 線観測装置 MAXI による観測で、あらかじめ恒星フレアの発生頻度が高いと分かった「りょうけん座 RS 型連星系 (RS CVn 型星)」を中心に、多波長でのモニター観測を行なっている。また、手動による追観測も行い、複数の巨大な恒星フレアの減衰期を捉えることに成功した (Kawai, H. et al 2022)。しかし、偏移成分の変動はフレアの発生初期に見られることが多く、これまでの CHAO における追観測ではフレアの発生初期を捉えられた例はない。そのため、フレアの発生初期に間に合う追観測体制を整える必要があった。そこで、モニター観測を利用しモニター中にフレアが生じた場合に最短 3 分で他の望遠鏡と連携し、同時に測光観測と分光観測を行うことを考えた。そのために CAT での観測直後にリアルタイムで解析を行い、増光を判断し即座にアラートを発信するシステムを構築することを考えている。

## 2 観測機器

### 2.1 可視光測光望遠鏡 CAT

CAT (Chuo-university Astronomical Telescope) は 2013 年 3 月に CHAO に設置された可視光測光用の小型望遠鏡である。フレア星の常時モニター観測を行い、可視光データを蓄積してきた。天体の長期的な測光変動は、星点群の進化や、それに伴う星の磁気活動性を追跡する有効な手段となる (Padmakar, & S.K. Pandey 1999)。市販の 2.6 m ドームと口径 26 cm、焦点距離 3000 mm の望遠鏡 (ビクセンオリジナル・マクストフカセグレネ式の鏡筒 VIXEN VMC260L)、タカハシ EM-200 Temma2M 赤道儀、SBIG STL-6303E CCD カメラで構成され、現在は B, V, R, I フィルターを用いて可視光測光観測を行っている。視野は 50x35 分角程度で、限界等級は、120 秒の露光時間で S/N 比が 10 の場合、V-band で約 15 等級である。

2016 年に観測自動化ソフト ACP Observatory

Control Software (以下 ACP)、CCD 制御ソフト MaxIm DL、フォーカサー制御ソフト Focus MAX を用いて自動化されており、無人での観測を行うことが可能となっている。



図 1: CAT

## 3 方法

CAT ではフレア星の常時モニター観測を行なっている。これを利用しモニター中にフレアが生じた場合に最短 3 分で他の望遠鏡と連携し、同時に測光観測と分光観測を行うことを考えている。そのために CAT での観測直後にリアルタイムで解析を行い、増光を判断し即座にアラートを発信するシステムを構築する。方法としては全自動で、観測、即時測光解析、増光の判定までを行うことを考えている。

現在は全自動で観測し、観測による FITS ファイルの新規作成を検知し、検知後 40 秒以内に測光解析を行うシステムの構築までが完了している。

### 3.1 測光解析

測光解析にはアストロメトリ、サチレーション確認、一次処理、開口測光、等級計算までが含まれている。アストロメトリとは RaDec と呼ばれる天体の位置情報を示す座標を画像に追加する作業のことであり、WCSTools および SExtractor を用いて行う。サチレーション確認とは、CCD では入力する光量と出力されるカウント数の間に比例関係が存在す

る。これをリニアリティ（線形性）という。しかし、カウント数の限界（CATの場合 count=65536）に近づくにつれ、光量からカウント数への変換がうまくいかないため、その確認である。次に、一次処理とは生データに含まれる機器由来のバイアスと暗電流ノイズを取り除くため、生データからダークフレームを差し引き、機器由来の集光ムラを打ち消すためにフラットフィールドで正規化を行う作業のことである。開口測光とは、目的天体に対して円状のソース領域とその外側に円環状のバックグラウンド領域を指定し、ソース領域の積算値からバックグラウンドを引くことでカウントを計算する手法である。

これらの補正後の画像データに対して開口測光により等級を計算し相対測光を行い、ライトカーブを作成した。ここで、相対測光とは、目的天体とその同視内に入っている明るさが一定の比較天体との等級差から、目的天体の等級を相対的に求める解析手法である。目的天体と比較天体の距離が十分に近い場合、ゆらぎの影響は概ね同じであると考えられ、相対測光を行うことでそのゆらぎによる影響を取り除くことができる。

#### 4 解析プログラムの性能

作成した解析プログラムを用いて過去にCATで撮影された画像の解析を行い、その結果をKWSにて得られたデータと比較した。目的星にはUX Ariを用いて観測期間は2021年12月01日から2022年01月24日とした。結果は図2の様になった。0.1等

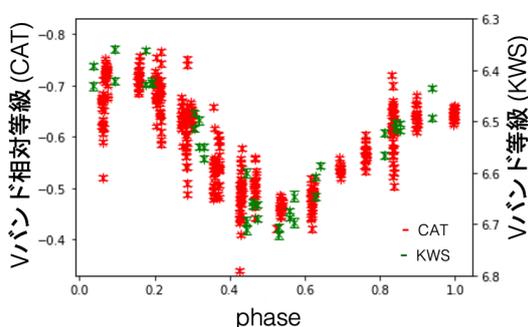


図 2: CAT により得られたライトカーブ

級程度の揺らぎがあるものの KWS と同様の光度変

動を捉えられていることがわかる。この揺らぎの原因としては、観測当時に機械側の設定ミスにより露光時間を低く設定してしまっていた事が考えられる。また、1日の間に得られた画像を積分してみた結果は図3の様になった。十分に揺らぎが小さい精度で

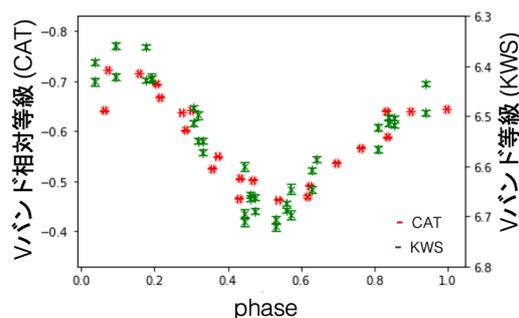


図 3: CAT により得られたライトカーブ

KWS と同様の光度変動を捉えられていることがわかる。これまでにCATで白色光フレアを観測した際の増光は0.53等級程度であったため、これらの結果から今回作成した測光解析プログラムは十分な精度で解析を行えると言える。

#### 5 まとめ

CAT を用いたモニター観測を利用しモニター中にフレアが生じた場合に最短3分で他の望遠鏡と連携し、同時に測光観測と分光観測を行うことを考えた。そのためにCATでの観測直後にリアルタイムで解析を行い、増光を判断し即座にアラートを発信するシステムを構築することを考えた。現在はCATでの観測直後にリアルタイムで解析を行うプログラムの作成が完了し、作成したプログラムは十分な精度での解析が行えることを確認した。

#### 6 今後の展望

残る増光判断のプログラムを作成を行う予定である。システム完成後はCHAOに新設された可視光測光・分光望遠鏡 PHAST (PHotometric And Spectroscopic Telescope) での追観測を行う体制を構築す

る予定である。また、同様のフローを用いて可視光分光望遠鏡 SCAT(Spectroscopic Chuo-university Astronomical Telescope) を用いた  $H\alpha$  線の増光判断システムの構築も行っていく予定であり、最終的には CHAO の保有する CAT、SCAT、PHAST の各望遠鏡にそれぞれ増光判断システムを搭載し相互連携観測を行なう体制を整えていきたいと考えている。



図 4: SCAT



図 5: PHAST

## Reference

Kawai, H. et al 2022, PASJ, 74, 2

Padmakar, & S.K. Pandey 1999, ASTRONOMY & ASTROPHYSICS

山田 宗次郎, 2016, 中央大学修士論文

## 観測 a11

# 恒星フレアの $H\alpha$ 輝線を検出する 25cm 自動望遠鏡の 開発

兵庫県立大学院 理学研究科  
井出 善心

## 恒星フレアの H $\alpha$ 輝線を検出する 25cm 自動望遠鏡の開発

井出 善心 (兵庫県立大学院 理学研究科)

### Abstract

恒星フレアとは恒星表面で起こる爆発現象のことで、 $\gamma$  線から電波までの広範な電磁波を放出する。近年の観測的研究で、太陽での最大規模のフレアの 10 倍以上も大きなエネルギーを放出する、スーパーフレア現象が明らかになってきた。しかし、恒星でのフレア現象は発生の予測が困難なため、発生直後の観測例は多くない。そこで、恒星を夜間モニターし続け、その星のフレアの発生を検出する自動望遠鏡を作成している。

口径 25 cm の市販の望遠鏡に、素子サイズが 6.9 mm $\times$  4.6 mm の CCD を取り付け、視野は 9.5'  $\times$  6.3' である。そして、透過光の中心波長が 656.3 nm で半値幅が 3 nm の H $\alpha$  干渉フィルターを CCD の前に置いた。R バンドで 12 等級の天体を露出時間 5 分で S/N=40 で撮影できる。視野 2.3 度  $\times$  1.7 度のガイダーを望遠鏡に同架し、天体の導入精度を約 12' から約 2' に、追尾精度を 1 時間当たり約 5.3' から約 2.9" に向上させた。望遠鏡とカメラを制御するソフトウェアは INDI、PHD2、CCDCiel を組み合わせて開発した。西はりま天文台に設置したスカイモニターからの天候状況の情報に応じて、指定した天体を自動で観測できる。将来は 25 cm の自動望遠鏡でフレア発生を検出した場合、すぐに西はりま天文台なゆた望遠鏡 (口径 2m) で分光観測できるように運用する。現行の視野では、画像内の星が少ないためか、Astrometry.net で WCS を画像に張り付けられない場合が多い。そのため、解析の自動化までは至っていない。星が多く写るよう、視野を広くするため、24.6 mm $\times$  24.6 mm の CCD に取り替えて観測を行う予定である。講演では、自動化の詳細と今までの観測結果について述べる。

## 1 導入

恒星の磁気エネルギーは恒星表面の一様でない自転速度により、内部のプラズマの対流にゆがみが生じることで増幅される。磁気リコネクションと呼ばれる磁力線の結び変わる現象により恒星大気上空のコロナでフレアは発生し、磁気エネルギーが運動エネルギーや熱エネルギーに変換される。その際にガンマ線から電波までの広範な電磁波を放出する。分光観測を用いると、フレア中の時間とともに変化する輝線の形状からガスの運動を推測することができる。(Honda et al. 2018) しかし、恒星でのフレア現象は発生の予測が困難なため、発生直後の分光での観測例は少ない。

フレアで放出されたエネルギーがコロナより下部の大気である彩層に流れ込み、彩層を加熱することで H $\alpha$  輝線を放出する。この H $\alpha$  の増光をフレアの発生として検出する、自動で恒星をモニターする望遠鏡を作成している。将来は 25 cm の望遠鏡でフレア発生を検出した場合、すぐに西はりま天文台なゆ

た望遠鏡で分光観測できるように運用する。

## 2 望遠鏡の概要

西はりま天文台に設置した 25cm 望遠鏡の模式図を図 1 に示す。

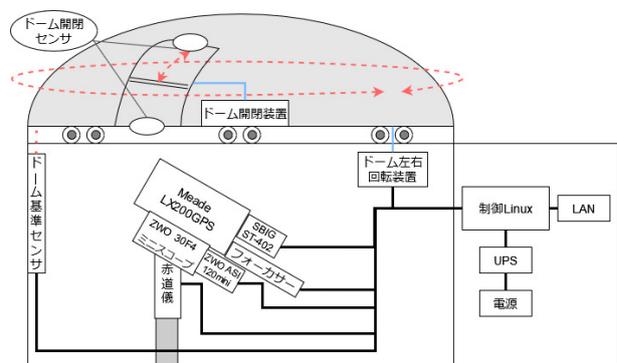


図 1: 望遠鏡の模式図

焦点距離が 2500mm で口径が 25cm の望遠鏡に素

子サイズが 6.9 mm× 4.6 mm の CCD を取り付け、視野は 9.5' × 6.3' である。透過光の中心波長 656.3 nm で半値幅 3 nm の H $\alpha$  フィルターを主望遠鏡カメラにつけた。R バンドで 12 等級の天体を露出時間 5 分で S/N=40 で撮影できる。視野 2.3 度 × 1.7 度のガイダーを望遠鏡に同架した。ドームの回転や開閉の制御が手動で行うものであったため、リレーを用いて Linux からすべての機器を制御できるように整備した。基準センサとドーム開閉センサは異常を検知するために取り付けた。基準センサは赤外線で指定の位置を通過すると検知するもので、ドームの方向を修正の際に使用する。開閉センサは、スリットに磁石を取り付け、磁力を検知してドームの開閉状況を把握するものである。ドームの方向の原点修正のために使用する。

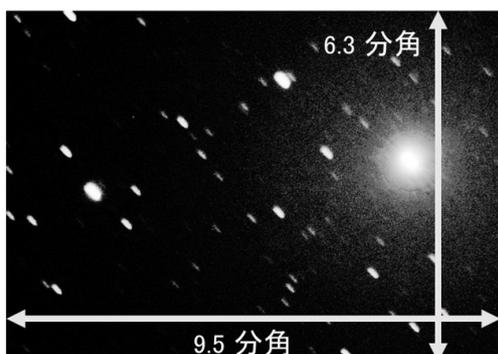


図 2: ガイダー未使用時の 5 分露出の画像

ガイダーを使用している理由は、主望遠鏡のみでは導入・追尾精度が観測に支障をきたすからである。導入精度について、ガイダーを用いることで視野外に導入したものが、約 2 分角以内に導入できるようになった。まず、望遠鏡を対象の座標へ向ける。そして、ガイダーの画像から現在の望遠鏡の向く座標を修正したのちに向けなおすことで、精度が向上できた。次に、追尾精度について、図 2 にガイダーを使用しないときの 5 分撮影の画像を示す。望遠鏡の方位角、仰角によって追尾精度は異なり、1 時間あたり平均で 5.3' のずれが生じており、最大で 9.12'/h、最小で 5.16'/h であった。そのため、数分以上の撮影では星が線状にのびていた。ガイドを行うことで、追尾精度は 2.9'/h となり、少なくとも 5 分は撮影して

も、星が点像に写るようになった。

### 3 自動観測

まず、観測の際に使用しているソフトについて紹介する。INDI、PHD2、CCDCiel を組み合わせ、Python でスクリプトを作成した。

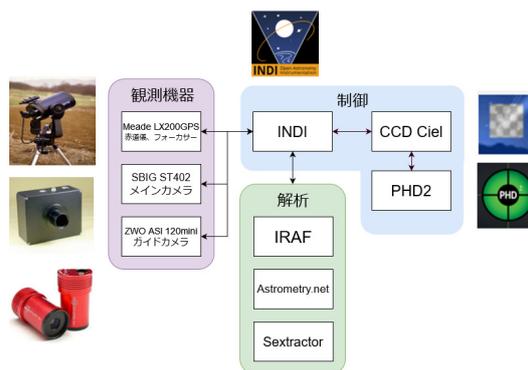


図 3: 使用ソフトの関係

図 3 に使用したソフトと観測機器との関係について示す。INDI で望遠鏡、フォーカサー、カメラの制御を行う。PHD2 で オートガイド、ガイドのキャリブレーションを行う。PHD2 は GUI ソフトウェアであり、スクリプトからでは制御することができなかったため、CCDCiel を用いて実行可能にした。

画像の解析には IRAF、Astrometry.net、SExtractor を用いた。IRAF で画像処理を行い、Astrometry.net で画像の星の位置から、画像に赤道座標を添付する。そして、SExtractor で天体検出を行い、測光をおこなう。

以上のソフトを用いて、夜間星を自動観測するスクリプトを作成した。現在は観測する天体のリストから、日の入り後の観測開始時点で最も東にある天体に導入し、指定した露出時間で撮影を開始する。その天体が高度 30 度未満になれば、別の天体に向く。安全対策として、西はりま天文台に設置したスカイモニターから毎分更新される気象状況 (湿度、風速、雨) をもとにドームを開閉するようにした。また、①ドーム内の観測機器やセンサ、UPS 自体の状態が問題ないか、②機器の動作後に、センサや観測機器から得られた情報と食い違いが発生していないか、③

別のパソコンで制御パソコンを死活監視し、稼働しているかを観測中に確認する。①～③に対し復旧できない場合、ドームを閉め安全に終了する。

#### 4 現在までの観測

自転が速い若い星や RSCVn など連星で自転が速いもの、対流層の深い M 型星などでフレアが頻繁に観測される。作成したプログラムを用いて、フレアを頻繁に起こす星である M 型星の EV Lac を撮影した。EV Lac は 4.8 回/日のフレア頻度である (Leto et al. 1997)。R バンドで 9.9 等級である。撮影時間は 5 分露出でそれぞれの日の観測時間は 2～6 時間である。現在までに合計で 30 日間観測を行った。

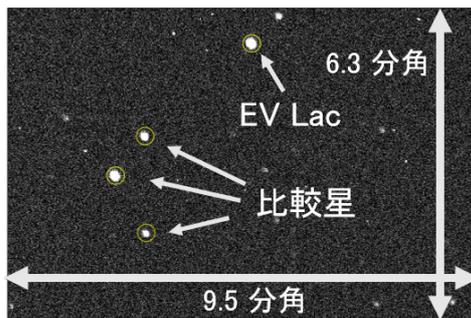


図 4: 5 分露出した EV Lac の画像

暗電流除去、フラット補正、宇宙線除去を行い、S/N が 10 以上の星を比較星として用いた。図 4 より、撮影した画像を示しており、比較星として用いた星は 3 つである。EV Lac は  $S/N \geq 400$  で撮影できた。対象星のフラックスを比較星のフラックスの和で割ったものを相対フラックスとして、光度変化を調べた。

#### 5 観測結果

現在までの観測で EV Lac の増光と考えられるイベントを 2 回検出した。

図 5 は 2021 年 11 月 18 日の光度変化で観測開始から EV Lac の増光が確認でき、減光するまでに 30

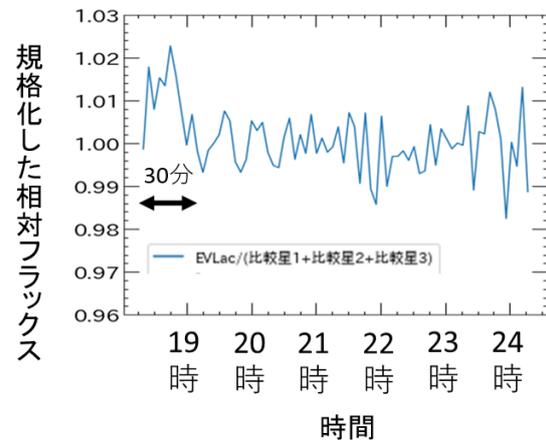


図 5: 2021 年 11 月 18 日の EV Lac の光度変化

分かかった。フレアの特徴である急激な増光と緩やかな減光にはあてはまらない。

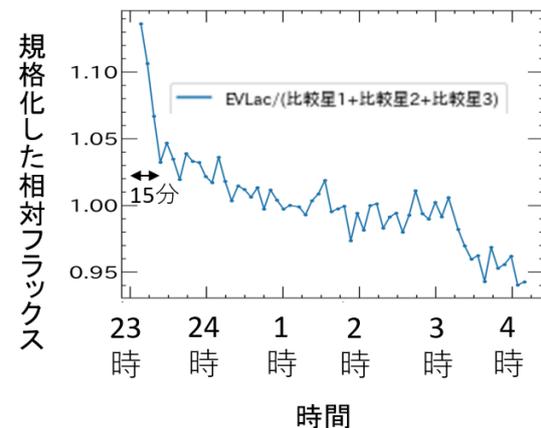


図 6: 2022 年 7 月 7 日の EV Lac の光度変化

図 6 は 2022 年 7 月 7 日の光度変化である。観測開始から 15 分間、その日の通常時より 10% 以上も明るい状態から減光した。増光の開始部分は未観測である。

## 6 今後の展望

6.9 mm× 4.6 mm の CCD では視野が狭いため、Astrometry.net で WCS を画像に張り付けられない場合が多い。視野を広くするため、24.6 mm×24.6 mm の CCD に取り替えて観測を行っており、WCS を容易に張り付けられることを確認した。観測を継続してデータを収集しながら、解析の部分も自動で行えるように改良を行い、そして増光を自動検出できる仕組みを作る。

## Reference

Honda et al. 2018, PASJ, 70, 62

Leto et al. 1997, A&A, 327, 1114

観測 a12

X線分光撮像衛星XRISM搭載CCD検出器における  
Goffsetのシミュレーション

近畿大学大学院総合理工学研究科  
青木 悠馬

# X 線分光撮像衛星 XRISM 搭載 CCD 検出器における Goffset のシミュレーション

青木 悠馬 (近畿大学大学院総合理工学研究科)

## Abstract

我々は X 線分光撮像衛星 XRISM に搭載する軟 X 線 CCD カメラ (SXI) の開発を行っている。XRISM 用 CCD 素子では、1 ピクセルイベントよりも複数ピクセルにまたがったイベントの方が波高値が高くなるという現象があり、その波高値の差を Goffset という。さらに Goffset にはエネルギー依存性があり、低エネルギーのイベントであるほど Goffset は大きくなる。現在まで Goffset の物理的メカニズムは分かっておらず、較正手法に不定性があった。我々はノイズが Goffset に影響を与えているという仮説のもと、シミュレーションを用いてノイズと Goffset の関係を調査した。その結果、ノイズが増加すると Goffset も増加すること、あるノイズの値での Goffset が実データを再現することを確認した。さらにシミュレーションデータから算出した補正パラメータを用いて実データの波高値を補正した結果、Goffset が解消することを確認した。またシミュレーションより、ノイズがない場合でも Goffset が存在することが分かった。この場合の Goffset は、周囲のピクセルにまたがった波高値の取りこぼしに起因すると考えた。X 線が入射したピクセルの周囲  $3 \times 3$  ピクセルの波高値を全て足し合わせると、ノイズがない場合の Goffset についても解消することを確認した。

## 1 X 線分光撮像衛星 XRISM

X 線分光撮像衛星 XRISM は、あすか、はくちょう、てんま、ぎんが、すざく、ひとみに次ぐ日本で 7 番目の X 線天文衛星であり、2022 年度の打ち上げに向けて開発を進めている。ひとみは従来の X 線天文衛星では実現できなかった、高いエネルギー分解能による天体の分光観測を行った。しかし、打ち上げ後 1ヶ月ほどで姿勢制御異常により運用が終了した。XRISM は「ひとみ」が開いた新しいサイエンスを開拓することを目的とした後継機としてその活躍が期待されている。図 1 は XRISM の外観である。

### 1.1 X 線撮像分光装置 Xtend/SXI

Xtend は X 線望遠鏡 X-ray Mirror Assembly (XMA) と X 線 CCD カメラ Soft X-ray Imager (SXI) で構成され、X 線の分光と撮像を同時に行う XRISM のミッション機器の一つである。図 2 は SXI の Charge Coupled Device (CCD) である。4 つの CCD をモザイク状に配置することで、広い視野

での撮像が可能となる。

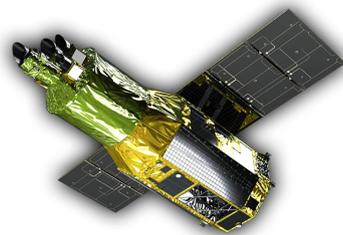


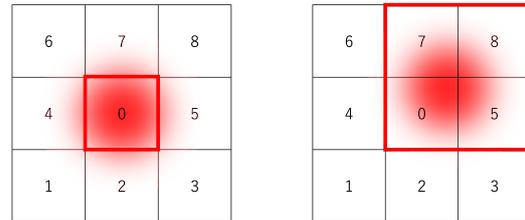
図 1: X 線分光撮像衛星 XRISM[1]



図 2: モザイク状に並べた SXI の CCD

## 1.2 SXI のデータ処理

CCD は半導体内部で起こる X 線の光電吸収により発生した電荷を読み出し回路に転送し、それを波高値 (信号値) として読み出す。その後、波高値から入射 X 線のエネルギーを求めるエネルギー較正が必要となる。SXI におけるエネルギー較正である Even/odd 補正、Trail 補正、CTI 補正はその手法が既に確立されているが、最後の補正である Goffset 補正についてはまだ確立されていない。



(a) px[0] の中心付近に X 線が入射した場合. 電荷雲の大部分はひとつのピクセルに収まる。

(b) px[0] の端に X 線が入射した場合. 電荷雲が複数のピクセルにまたがる。

図 3: X 線の入射位置が異なることにより、ピクセルへの電荷雲のまたがり方に違いが生じる。

## 2 Goffset

### 2.1 電荷の取りこぼし

Goffset とは PHA (波高値) が Grade (CCD 上での電荷の分布パターン) により異なるという現象であり、その原因として Grade ごとの電荷の取りこぼし量に差があることが理由として考えられてきた。図 3 は X 線の入射位置が異なることにより、電荷雲がまたがるピクセル数に違いが生じることを示す模式図である。左図 (3a) は px[0] (0 番のピクセル) の中央付近に X 線が入射したイベントの模式図であり、周囲のピクセルへの電荷漏れが少ない場合は Grade 0 と判定される。Grade 0 のイベントは px[0] の波高値しか読み出さないため、本来取得すべき値よりも低い PHA が読み出される。右図 (3b) は px[0] の右上付近に X 線が入射した場合の模式図であり、周囲のピクセルへの電荷漏れが多い場合は Grade 6 と判定される。Grade 6 のイベントの PHA の計算方法は、px[0], px[5], px[7], px[8] の波高値の和を取ることで求める。したがって、Grade 6 のイベントは、X 線の入射により発生した電荷雲の多くを読み出すことができ、本来取得すべき値に近い PHA が読み出される。

迫 (2020) は電荷の取りこぼしを X 線エネルギーの 3 次関数でモデル化することで、Grade 間の PHA のオフセットの解決を試みた [2]。その結果、高エネルギーの輝線 (Mn K $\alpha$  線) に関してはオフセットが見られなくなったが、低エネルギーの輝線 (Al K $\alpha$  線, F K $\alpha$  線) に関してはその程度が小さくなったものの、依然としてオフセットが残るという結果になった。

電荷の取りこぼしによりオフセットを低減するため、迫はイベント中心とその周囲 3x3 の領域にわたり波高値を足し合わせた。その結果、ある程度のオフセットは解消されると分かったが、依然としてオフセットは残ったままであった。また迫は 5x5 の領域にわたり波高値を足し合わせたが、それでもオフセットは改善されなかった。すなわち、電荷の取りこぼし以外の要因によるものだということが示唆された。そこで迫は、これまでの解析で使用した素子と同じ CCD の異なるセグメントのデータを用いて Grade 間の PHA のオフセットについて調査した。その結果、Grade 間のオフセットの傾向、オフセットの量がセグメントによって異なることが分かった。SXI では、同じ CCD であってもセグメントが異なる場合、別々の回路を使ってデータを読み出している。そのため回路由来のオフセットが生じていることが予想された。

### 2.2 ノイズ依存性の示唆

前節で述べたような電荷の取りこぼしのモデルでは Goffset を完全に説明しきれなかった。そこで筆本 (2021) は CCD からの信号に乗るノイズに注目し、ノイズが Goffset の上昇に影響を与えているかを調査した [3]。その方法として、実データを加算して擬似的にノイズを増やす方法を用いた。ノイズは揺らぎであるので、 $N$  枚のフレームデータを足し合わせるとノイズは  $\sqrt{N}$  倍になる。この原理により、CCD のフレームデータを加算することで、擬似的に

ノイズを増加させることができる。筆本はこの方法により、GradeによるPHAのオフセットとノイズの関係を調査した。その結果、Goffsetとノイズ量には正の相関があることが分かった。

### 2.3 本研究の目的

本研究では、ノイズがGoffsetに影響を与えているかをシミュレーションを用いて調査する。XRISM用CCDは、地上と衛星軌道上とはノイズの量が異なることが分かっている。しかし、軌道上での値を打ち上げ前に知ることはできない。そこでシミュレーションを用いてGoffsetのノイズ依存性を明らかにすることで、軌道上のノイズに合わせてGoffset補正を行うことを目指す。

## 3 Goffsetのノイズ依存性の検証

### 3.1 検証方法

実際のCCDから取得したデータを用いて電子雲の大きさを算出し、求められた電子雲の大きさをを用いてX線イベントのシミュレーションを行った。使用したデータを表1に示す。

まず図4に示す3×3の領域に対しX線をランダムに入射させ、次に再現したX線イベントの電荷漏れに注目し、各X線イベントをGrade判定する。この一連の流れに沿って、ノイズおよびX線入射時の波高値を変化させてシミュレーションした。

### 3.2 検証結果

シミュレーションで得たデータ(表1)から、Goffsetのエネルギー依存性とノイズ依存性を調査した。

#### 3.2.1 Goffsetのエネルギー依存性

Goffsetのエネルギー依存性を示すGoffset-PHA0のグラフを作成した。その結果が図5である。ここで、PHA0はシミュレーションで生じさせる波高値の初期値である。これらのグラフから、ノイズが大きくなるにしたがってGoffsetのエネルギー依存性

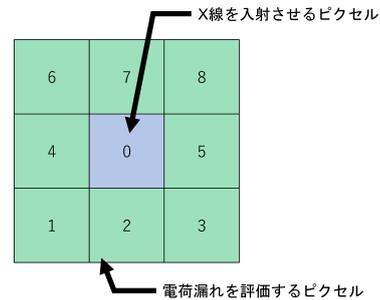


図4: シミュレーションにおけるピクセル配置. 中央の青いピクセル(px[0])内のランダムな位置に電荷雲の中心があるときの、周囲の緑色のピクセルへの電荷漏れを評価する。

が大きくなることが分かった。そして、Grade 2, 3, 4, 6のイベントでは低エネルギー側でGoffsetが急激に大きくなること、特にGrade 6のデータにおいてその傾向が顕著であることが分かった。また図5aより、ノイズの有無に関わらずGrade間にPHA0のオフセットが存在することが分かった。

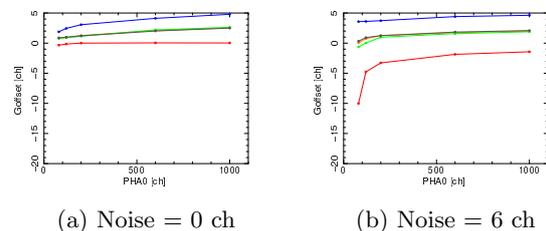


図5: Goffsetのエネルギー依存性. 縦軸はGoffset (ch), 横軸はPHA0 (ch). 青, 橙, 緑, 灰, 赤色が, それぞれGrade 0, 2, 3, 4, 6のプロットである。

#### 3.2.2 Goffsetのノイズ依存性

Goffsetのノイズ依存性を示すグラフを作成した。その結果が図6である。Goffsetとノイズの関係として、Goffset [G0]については正の相関、Goffset [G6]は負の相関があることが分かった。そしてPHA0が大きいほど、その変化の割合が小さくなると分かった。

表 1: 実際の CCD で取得したデータ

| 実験施設 | 実験日        | データ取得時刻       | 輝線            | CCD              |
|------|------------|---------------|---------------|------------------|
| 大阪大学 | 2021.04.20 | 9:30 – 15:29  | Mn K $\alpha$ | FM02-05, FM02-06 |
| 大阪大学 | 2021.04.20 | 16:22 – 21:33 | F K $\alpha$  | FM02-05, FM02-06 |

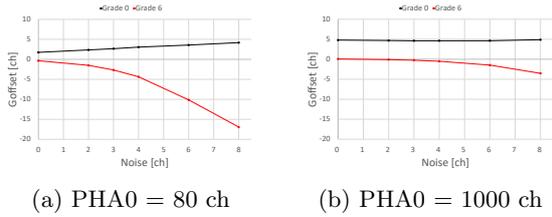


図 6: Goffset のノイズ依存性. 縦軸は Goffset (ch), 横軸は Noise (ch). 黒, 赤のプロットがそれぞれ Grade 0, Grade 6 のデータ.

### 3.3 実データの補正

シミュレーションで得られた Goffset の補正パラメータを用いて、実際の CCD で取得したスペクトルを補正したものが図 7 である。F K $\alpha$  線については Goffset が低減されているが、Mn K $\alpha$  線については過補正となってしまっている。その理由については今後調査する。

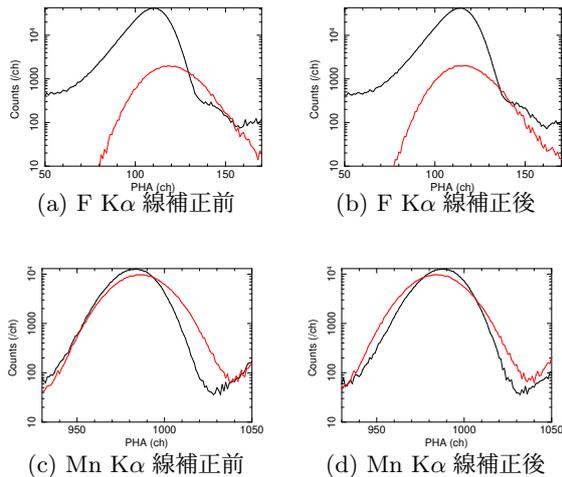


図 7: シミュレーションデータから導いた補正パラメータによる実データの補正

## 4 結論

本研究よりノイズが大きくなるにしたがって Goffset のエネルギー依存性が大きくなる、すなわち Goffset にはノイズ依存性とエネルギー依存性があることが分かった。またノイズと Goffset [G0] には正の相関があるが、Goffset [G6] には負の相関があることが分かった。これにより筆本 (2021) が示唆した Goffset のノイズ依存性について、シミュレーションからもその現象が実証できた。実データの補正について、F K $\alpha$  線については Goffset を低減することができたが Mn K $\alpha$  線については過補正となっているので、これについて調査する必要がある。

## Reference

- [1] XRISM X 線分光撮像衛星, JAXA <https://xrism.isas.jaxa.jp/>
- [2] 迫 聖 2020 年 奈良教育大学修士論文「X 線分光撮像衛星 XRISM 搭載軟 X 線撮像装置 Xtend におけるエネルギー較正の研究: Grade-dependent 補正の調査」
- [3] 筆本 脩介 2021 年 奈良教育大学卒業論文「次期 X 線天文衛星 XRISM に搭載する X 線撮像装置 Xtend の地上試験データを用いた較正方法の研究」

観測 a13

CMOS イメージセンサ IU233N5-Z の X線性能評価と偏  
光検出の可能性

広島大学大学院 先進理工系科学研究科  
榎木 大修

# CMOS イメージセンサ IU233N5-Z の X 線性能評価と偏光検出の可能性

榎木 大修 (広島大学大学院 先進理工系科学研究科)

## Abstract

X 線やガンマ線の偏光観測は高エネルギー天体の放射機構などを探る重要な手段の一つである。しかし X 線やガンマ線の偏光観測は難しく、観測例が乏しい。本研究は CMOS イメージセンサとシンチレータ検出器を用いることで X 線やガンマ線の偏光観測の可能性を探ることを目標としている。

CMOS イメージセンサは CCD などに比べて空間分解能が優れた検出器である。CMOS の感度は可視光から X 線であり、ガンマ線の感度はあまりない。それに対してシンチレータ検出器はガンマ線に感度はあるが空間分解能はないという特徴がある。しかし、近年数  $\mu\text{m}$  と優れた空間分解能を持つシンチレータが研究されている。これらを組み合わせ X 線・ガンマ線の散乱や吸収の電子飛跡を検出することができれば、X 線・ガンマ線の偏光を検出が期待できる。

本研究では、他の CMOS 検出器と比べると安価で、オプティカルグリスを直接塗るなど様々なことを試しやすい、SONY 製の CMOS イメージセンサ IU233N5-Z を用いた。IU233N5-Z は検出面がおよそ  $1\text{mm} \times 2\text{mm}$  でピクセルサイズが  $1.12\mu\text{m} \times 1.12\mu\text{m}$  の可視光用のセンサである。IU233N5-Z 単体に  $^{55}\text{Fe}$  線源を用いての X 線性能評価を行い、Mn-K $\alpha$  と Mn-K $\beta$  を検出できた。また、IU233N5-Z の検出面に微細構造を持たない CsI(Tl) シンチレータを取り付けて  $^{137}\text{Cs}$  の 662keV ガンマ線の検出を行った。線源の有無で取得した画像の輝度に変化が見られたことから、CMOS でシンチレーション光を検出できることを確認できた。本講演ではこれらの結果について報告する。

## 1 Introduction

偏光の情報は幾何構造や磁場の状態などを知るための優れた手段である。硬 X 線やガンマ線では、非熱的放射や散乱による放射が卓越しているが、高エネルギーの偏光観測は難しく観測例が乏しい。CMOS イメージセンサは CCD などに比べて空間分解能が優れた検出器である。CMOS の感度は可視光から X 線であり、ガンマ線の感度はあまりない。それに対してシンチレータ検出器はガンマ線に感度はあるが空間分解能はないという特徴がある。しかし、近年数  $\mu\text{m}$  と優れた空間分解能を持つシンチレータが研究されている。これらを組み合わせ X 線・ガンマ線の散乱や吸収の電子飛跡を検出することができれば、X 線・ガンマ線の偏光を検出が期待できる。本研究では将来の MeV ガンマ線衛星の AMEGO 計画などにおいて、ガンマ線の偏光観測を想定して、まずは CMOS センサの X 線での性能を調査し、ガンマ線によるシンチレーション光を読み出すことを行った。0.1MeV ガンマ線による電子飛跡はおよそ  $10\mu\text{m}$  で

あるため、数  $\mu\text{m}$  サイズの構造を持つシンチレータと数  $\mu\text{m}$  のピクセルサイズの CMOS センサを用いることが望ましいが、本研究ではまず構造を持たないシンチレータと  $1.12\mu\text{m}$  のピクセルサイズの CMOS センサを用いて研究を行った。

## 2 Detectors

### 2.1 CMOS (IU233N5-Z)

本研究では、ソニーセミコンダクタソリューションズグループ製の可視光用の裏面照射型 CMOS センサである IU233N5-Z を用いた。IU233N5-Z の重量は基盤を除くと 0.02g と非常に軽い素子である。画素数はおよそ 106 万画素で、ピクセルサイズは  $1.12\mu\text{m}$  四方と、100 万画素の CMOS センサでは 2016 年時点で最小である。(1) この CMOS センサは小さいピクセルサイズを持つが、他の CMOS 検出器と比べると安価で、オプティカルグリスを直接塗るなど様々なことを試しやすい素子となっている。

## 2.2 Scintillator (CsI(Tl))

シンチレータは、放射線に励起されることにより発光する蛍光の特徴を示す物質である。本研究では、リーディングエッジアルゴリズム社の CsI(Tl) を用いた。CsI(Tl) はシンチレーション性能の向上のため、タリウムを添加して単結晶化した、タリウム活性化ヨウ化セシウムシンチレータである。密度は  $4.53\text{g/cm}^3$  で、発光量は  $56000\text{Photons/MeV}$  である。(2) 本研究では、ガンマ線の反応確率を上げるために  $1\text{cm} \times 1\text{cm} \times 3\text{cm}$  のシンチレータを用いた。

## 3 Results

### 3.1 X線性能評価

#### 3.1.1 Imaging

まず、CMOS 検出器の IU233N5-Z のイメージングの性能評価を行なった。測定は露光時間は  $1200\text{ms}$  でアナログゲインを  $18\text{db}$  に設定した。図 1 と図 2 はそれぞれ  $\alpha$  線源である  $^{241}\text{Am}$  と  $\beta$  線源である  $^{90}\text{Sr}$  を照射したものである。IU233N5-Z は可視光用の素子であり、空乏層は薄いため  $\gamma$  線源によるイベントは見ることができなかった。

$\alpha$  線はヘリウムの原子核であるため平均自由行程は短い。そのため  $\alpha$  線イベントは空間的に広がることはなく、図 1 のように 1 イベントの広がりは 1 ~ 数ピクセルになっている。(各ピクセルの波高値は  $1023$  となりサチレーションしている。)

$\beta$  線は原子核の中から放出される電子であるため平均自由行程は  $\alpha$  線に比べて長い。そのため、 $\beta$  線イベントは空間的に広がり、図 2 のように 1 イベントは数十ピクセルにわたって広がっている。(図 2 の  $\beta$  線イベントは  $\sim 50$  ピクセル ( $\sim 60\mu\text{m}$ ) ほど伸びている。)

ピクセルサイズが  $1.12\mu\text{m}$  の CMOS を用いることで、図 2 のように電子の飛跡を詳細に見ることができた。

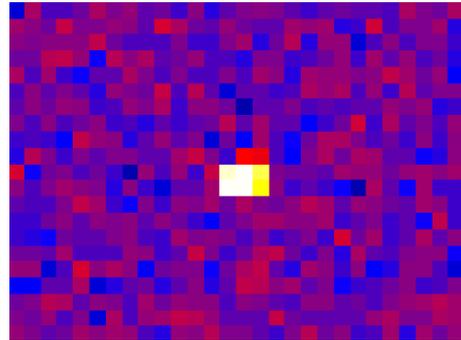


図 1: Images of typical alpha particles measured by CMOS detector IU233N5-Z.

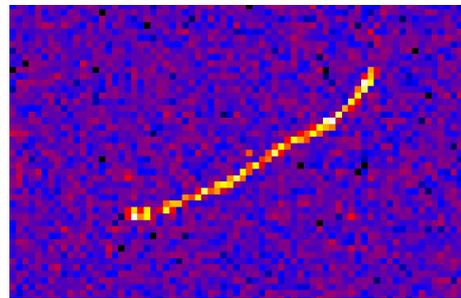


図 2: Images of typical beta particles measured by CMOS detector IU233N5-Z.

#### 3.1.2 Spectrum

CMOS センサ IU233N5-Z に  $^{55}\text{Fe}$  線源と  $^{57}\text{Co}$  線源を照射し、エネルギー分解能を調査した。測定は露光時間は  $1200\text{ms}$  でゲインは  $0\text{db}$  に設定し、 $^{55}\text{Fe}$  線源は  $1000$  フレーム、 $^{57}\text{Co}$  線源は  $10000$  フレームを取得した。取得したそれぞれのフレームについてイベントセレクトを行なった。イベントセレクトはピクセルの波高値がノイズの  $5\sigma$  を超えたものに対して、周囲の  $3 \times 3$  ピクセルでその波高値が最大であればそのピクセルをイベントの中心とした。イベント中心の周囲  $3 \times 3$  ピクセルで他に波高値がノイズの  $5\sigma$  を超えものがなければそのイベントをシングルイベント、他に波高値がノイズの  $5\sigma$  を超えたものが 1 個の場合はダブルイベント、それ以上にあれば  $3 \times 3$  イベントに分類した。図 3 と図 4 はそれぞれ  $^{55}\text{Fe}$  線を照射した際と  $^{57}\text{Co}$  線源を照射した際のスペクトルであり、シングルイベントとダブルイベントと  $3 \times 3$  イベントのスペクトルを足し合わせたものである。

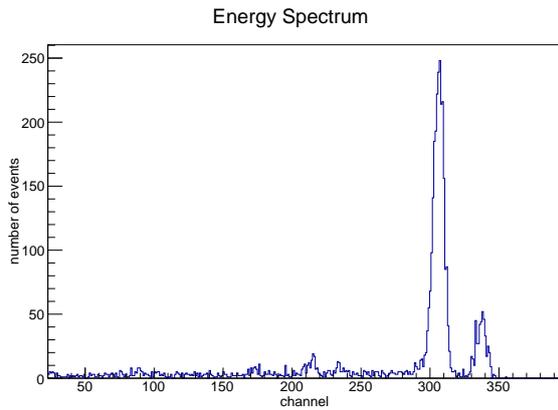


図 3:  $^{55}\text{Fe}$  のスペクトル

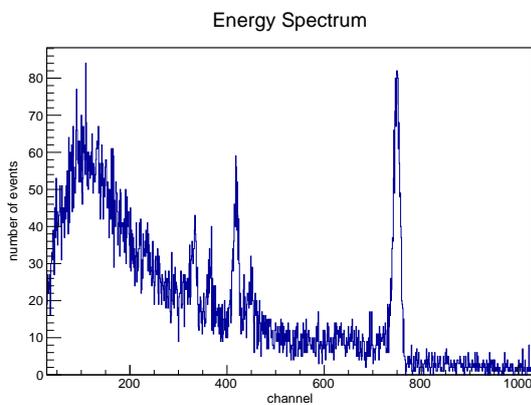


図 4:  $^{57}\text{Co}$  のスペクトル

$^{55}\text{Fe}$  線源による Mn-K $\alpha$  と Mn-K $\beta$  輝線、 $^{57}\text{Co}$  線源による 14keV 輝線に対して、ガウス関数でフィッティングを行うことで、channel からエネルギー  $E(\text{keV})$  への変換の式は  $E(\text{keV}) = 0.0192 * x(\text{channel}) + 0.0036$  と導出できた。また、フィッティングの結果からエネルギー分解能は各輝線で、FWHM = 179 eV@5.9keV, 184 eV@6.5keV, 350 eV@14.4keV となった。

### 空乏層の推定

$^{55}\text{Fe}$  線源を照射した際のスペクトルの結果から、CMOS センサ IU233N5-Z の空乏層の推定を行った。まず、 $^{55}\text{Fe}$  線源のレートを調べるためにプラシク シンチレータと MPPC を組み合わせ CMOS の際と

同様の立体角で  $^{55}\text{Fe}$  線源を照射し Mn-K $\alpha$  と Mn-K $\beta$  を合わせて 11867.9 counts/s を得た。次にスペクトルの結果から、Mn-K $\alpha$  と Mn-K $\beta$  を合わせて  $2.35331 \times 10^{-3}$  counts/s を得た。その結果、CMOS 検出器での反応確率は、 $1.9829 \times 10^{-7}$  となる。ここで、CMOS 検出器の空乏層の Si で光電吸収を考える。光電吸収の反応確率  $P$  は Si の密度  $\rho(\text{g}/\text{cm}^3)$ 、反応断面積  $\sigma(\text{cm}^2/\text{g})$  と空乏層の厚み  $d(\text{cm})$  から  $P = 1 - \exp(-\rho \times d \times \sigma)$  となる。Si の密度は  $2.33(\text{g}/\text{cm}^3)$  であり、反応断面積を  $134.6(\text{cm}^2/\text{g})$  とすると空乏層の厚みは  $6\mu\text{m}$  という結果を得ることができた。

### 3.2 Readout Scintillation light

本研究では、構造を持たない CsI(Tl) シンチレータに対して、ガンマ線源である  $^{137}\text{Cs}$  線源を照射した。ここでは構造を持たないシンチレータを用いているため、シンチレーション光は CMOS センサ全面に広がっている。測定は露光時間は 1200ms でアナログゲインは 18db、デジタルゲインは 24db に設定し 10 フレーム取得した。各フレームにおける各ピクセルの波高値をヒストグラムにした。図 5 は黒線が線源を照射していないとき、赤線が  $^{137}\text{Cs}$  線源をシンチレータから 1cm の距離から照射したときのヒストグラムである。

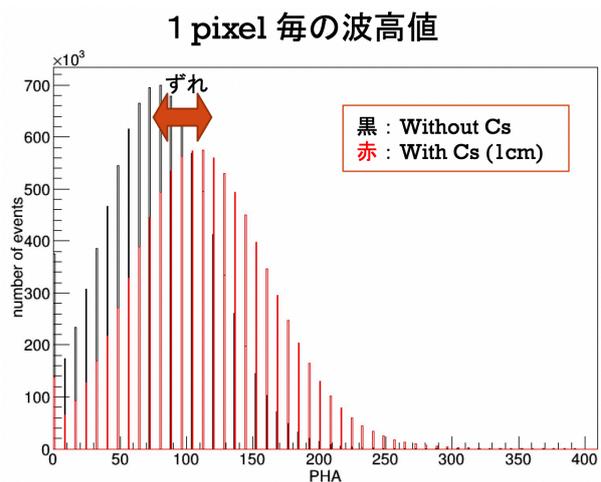


図 5:  $^{137}\text{Cs}$  の波高値のヒストグラム

図 5 から、 $^{137}\text{Cs}$  線源を照射することでシンチレーション光が生じ、CMOS センサの全面が明るくなっ

ていることがわかった。また、図6から、 $^{137}\text{Cs}$ 線源とシンチレータを少しずつ離すと波高値のピークの位置のズレが小さくなることを確認できた。以上から CMOS センサ IU233N5-Z でシンチレーション光を検出することができた。

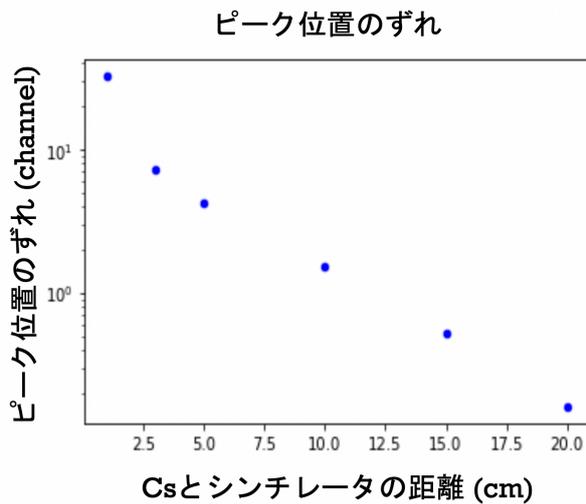


図 6:  $^{137}\text{Cs}$  の波高値のヒストグラム

## 4 まとめと今後の展望

本研究では、100万画素の CMOS センサとして最小のピクセルサイズ、 $1.12\mu\text{m}$  のピクセルを持つ IU233N5-Z を用いた。 $1.12\mu\text{m}$  のピクセルサイズに  $\alpha$  線源と  $\beta$  線源を照射し、電子飛跡を詳細に捉えることができた。また、 $^{55}\text{Fe}$  と  $^{57}\text{Co}$  を照射しスペクトルを取得し、FWHM = 179 eV@5.9keV, 184 eV@6.5keV, 350 eV@14.4keV というエネルギー分解能を得た。そして、空乏層の厚みを推定し、 $6\mu\text{m}$  となった。さらに、CMOS センサ IU233N5-Z にシンチレータ CsI(Tl) を組み合わせ、シンチレータに  $^{137}\text{Cs}$  を照射したことで、シンチレーション光を CMOS センサで読み出すことができた。

CMOS センサ IU233N5-Z でシンチレーション光を検出することができることがわかったため、今後は  $1\mu\text{m}$  の微細構造を持つシンチレータ (3) を用いた測定を用いてガンマ線の偏光観測を目指す。

## Reference

- [1] IU233N2-Z/IU233N5-Z product brief ([https://static6.arrow.com/aropdfconversion/d4ad9360b14af433afb3b0e72aed6a2e0f221173/productbrief\\_iu233\\_20161221\\_en.pdf](https://static6.arrow.com/aropdfconversion/d4ad9360b14af433afb3b0e72aed6a2e0f221173/productbrief_iu233_20161221_en.pdf))
- [2] CsI(Tl) データシート (<https://www.le-algorithms.co.jp/datasheet/LEC3DataSheet.pdf>)
- [3] Yamamoto, S., Kamada, K., Yoshikawa, A. Ultra-high resolution radiation imaging system using an optical fiber structure scintillator plate. Sci Rep 8, 3194 (2018).

観測 a14

受光面積向上を目指した超伝導転移端型X線マイクロ  
カロリメータ Auマッシュルーム型吸収体の開発

東京大学大学院 理学系研究科 物理学専攻/JAXA 宇宙  
科学研究所  
宮川 陸大

# 受光面積向上を目指した超伝導転移端型 X 線マイクロカロリメータ Au マッシュルーム型吸収体の開発

宮川 陸大 (東京大学大学院 理学系研究科 物理学専攻/JAXA 宇宙科学研究所)

## Abstract

宇宙を構成するバリオンのうち未検出であるダークバリオンの一部は、数値シミュレーションにより、銀河団同士を繋ぐ  $10^5$ - $10^7$  K のガス (Warm-hot intergalactic medium; WHIM) として分布することが示唆されている [1],[2]。WHIM は電離酸素の組成比が最も大きい [3] ため、電離酸素の輝線吸収線の直接観測により WHIM の空間分布を明らかにできる。広範囲な観測のためには、高いエネルギー分解能で広い受光面積を持つ検出器を搭載し、かつ広視野な X 線天文衛星が要求される。我々は、極低温 ( $\sim 100$  mK) で数 eV と高いエネルギー分解能を誇る検出器である超伝導転移端 (Transition Edge Sensor; TES) 型 X 線マイクロカロリメータ (TES カロリメータ) の開発を進めている。TES カロリメータは、入射 X 線光子による素子の温度上昇を超伝導転移端の急峻な抵抗変化を利用して測定する検出器である。衛星の搭載に向けては大きな有効面積と高い開口率が要求され、デッドスペースを覆うために、TES と柱で繋がった笠状の吸収体 (マッシュルーム型吸収体) の開発が進められてきた。しかし、マイクロマシニングでの立体構造製作は難しく、笠部分が垂れるなどの問題点があった。我々は今回、熱伝導率が良い吸収体を成膜可能な電解析出法を用いて、面積  $260 \times 260 \mu\text{m}^2$ 、厚み  $\sim 2 \mu\text{m}$ 、柱直径  $12 \mu\text{m}$  で  $3 \mu\text{m}$  程度の高さの中空構造をもつ Au マッシュルーム型吸収体の形成を実現した。X 線天文衛星への搭載を目指したマッシュルーム型吸収体を持つ TES カロリメータの開発について報告する。

## 1 研究背景

現在の宇宙を構成するバリオンのうち、未検出のバリオンはダークバリオンと呼ばれている。ダークバリオンは数値シミュレーションによって銀河団同士をフィラメント状につなぐ  $10^5$ - $10^7$  K の希薄なガスとなって分布していると示唆されている。この希薄なガスを中高温銀河間物質 (Warm-Hot intergalactic Medium) という [1],[2]。WHIM は電離酸素の組成比が大きい [3] ため、酸素輝線である OVII、OVIII を X 線精密分光観測し、赤方偏移から WHIM の空間分布を知ることができる。また、スペクトルにおける OVII、OVIII の輝線吸収線強度比や微細構造、輝線幅から銀河間物質の化学進化、加熱機構、運動状態を明らかにでき、WHIM の直接観測によって宇宙構造形成の歴史に迫ることができると考えられている [4]。次世代の X 線観測衛星には高いエネルギー分解能で広い受光面積を持つ検出器が要求されている。しかし、これまで利用されてきた半導体 X 線検出器

では十分な性能が達成できない。

我々は、極低温 ( $\sim 100$  mK) で動作し、数 eV の高いエネルギー分解能を誇る分散型検出器である、超伝導転移端 (Transition Edge Sensor; TES) 型 X 線マイクロカロリメータ (TES カロリメータ) の開発を行っている。図 1 に TES カロリメータの原理を示す。TES では超伝導と常伝導の間の急峻な抵抗変化を利用し、吸収体に入射した一つ一つの X 線光子のエネルギーによる素子の温度上昇を抵抗変化として検出する。我々の TES カロリメータは X 線を吸収し、エネルギーを熱に変換する吸収体に Au を用いており、TES 型温度計には Au/Ti の二層薄膜を用いている。

## 2 研究目的

我々が開発を行ってきた TES カロリメータの Au 吸収体は TES 型温度計よりも小さいため、ピクセル間や配線スペースなどのデッドスペースにより入射

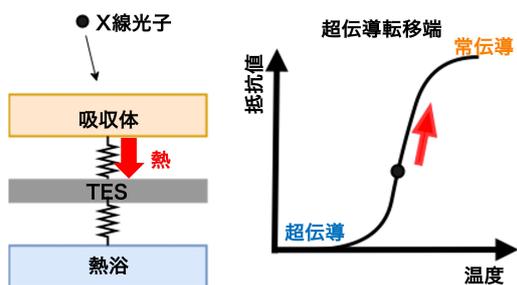


図 1: TES カロリメータの構造と原理。検出器に入射した X 線光子によるエネルギーが熱として TES に伝わり、素子の温度上昇を超伝導転移端での急峻な抵抗値で測定する。

X 線に対する有効面積が小さい (図 2)。天体からの X 線の計数率は非常に低く、X 線天文衛星では高い開口効率が必要とされる。さらに全天のマッピングを行うような SuperDIOS 計画 [5] では、広い有効面積も必要とされる。このため、TES カロリメータを次世代の X 線天文衛星に搭載するには、TES よりも面積が大きい吸収体を開発する必要がある。新たな構造の一つに、TES と柱でつながっており、笠状に張り出した吸収体 (マッシュルーム型吸収体) があり、世界中で開発されてきた [6],[7]。我々もマッシュルーム型吸収体の開発に取り組んできたが、マイクロマシニングでの立体構造の形成は難しく、笠部分を支えられず垂れてしまうなどの問題点が挙げられていた。また、マッシュルーム型のような大きな吸収体では、吸収体への X 線入射位置によって信号に変化が現れるため、吸収体の熱伝導性の良さが要求される。本研究の目的は、熱伝導性が高い薄膜を用いた Au マッシュルーム型吸収体の構造形成である。熱伝導性が高い薄膜を製作する手法の一つに電解析出法がある。電解析出法は溶液での化学反応を用いた成膜方法であり、電極に流す電流密度、電流を流す時間によって膜厚や熱伝導性を調整することができる。私は、マッシュルーム型吸収体製作のプロセスの条件出しと TES 上への成膜を見据えた、基板上への Au 吸収体の成膜試験を行った。

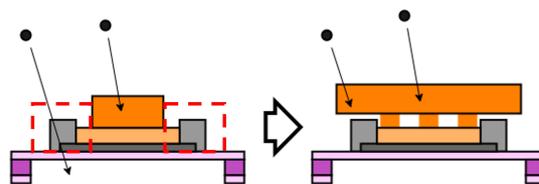


図 2: 従来の TES カロリメータと吸収体をマッシュルーム型にした TES カロリメータの概略図。図中の赤点線は配線やピクセル間のデッドスペースを示す。有効面積が向上することによって、従来の TES カロリメータでは観測できない X 線を観測することができる。

### 3 Au マッシュルーム型吸収体製作プロセス

吸収体形成にあたり、高い熱伝導性を持つ薄膜を製作するための条件出しについて示す。極低温での熱伝導性を表す指標である残留抵抗比 (Residual Resistivity Ratio: RRR) を式 (1) で定義する。

$$RRR = \frac{\rho_{300K}}{\rho_{4K}} \quad (1)$$

$\rho_{300K}$ ,  $\rho_{4K}$  はそれぞれ 300 K、4 K での電気抵抗率を示す。極低温において高い熱伝導率を実現するためには RRR が大きいことが必要とされ、従来の TES カロリメータ吸収体では  $RRR \sim 3$  だったところ、我々は  $RRR \sim 30$  を目標に電解析出法での成膜の条件出しを行った。また、マッシュルーム型吸収体の厚みについては、TES カロリメータの性能を決める指標となるエネルギー分解能や飽和エネルギー、入射 X 線に対する Au の吸収効率を考慮して決定した。図 3 に Au マッシュルーム型吸収体の設計デザインを示す。面積  $260 \times 260 \mu\text{m}^2$ 、厚み  $\sim 3 \mu\text{m}$  のマッシュルーム型吸収体を直径  $12 \mu\text{m}$ 、高さ  $\sim 3 \mu\text{m}$  の柱 6 本で支える構造となっている。図 4 にマッシュルーム型吸収体の電解析出法 (メッキ) による成膜プロセスの一部を示す。今回の製作では、TES 温度計は製作せず、マッシュルーム型吸収体の構造試験のみを行った。メッキ用パターンでは、まず  $\text{SiO}_2$  基板に感光性の有機材料であるレジストを用いて、電極層成膜用のパターン形成を行う。次に電極層となる Au/Ti ( $\sim 100 \text{ nm}/30 \text{ nm}$ ) の二層薄膜を真空蒸着法

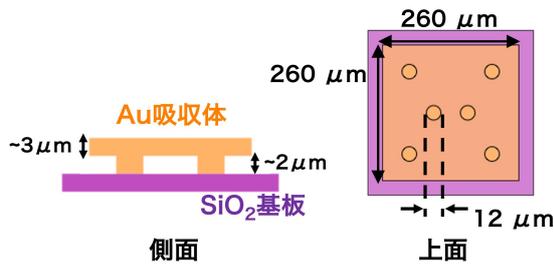


図 3: Au マッシュルーム型吸収体の設計デザイン。紫色は SiO<sub>2</sub> 基板、オレンジ色はマッシュルーム型吸収体、丸で囲まれた部分はマッシュルーム型吸収体を支える柱構造を示す。厚み方向の縮尺は実際のスケールとは異なる。

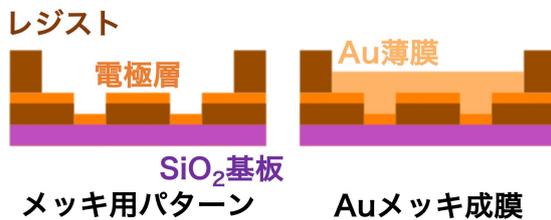


図 4: Au マッシュルーム型吸収体の製作プロセスの一部。SiO<sub>2</sub> 基板に成膜した電極層に電流を流すことで Au の電解析出を行った。Au は電極層の表面から上部に形成したレジストの型に従って成膜される。

により成膜する。その後 Au 吸収体を成膜するための型を再びレジストで形成する。メッキ用パターンが施された SiO<sub>2</sub> 基板を電解溶液に浸しながら電極層に電流を流すことで、電極層の表面から Au を析出させ、レジストで形成された型に従ってマッシュルーム型吸収体の成膜を行う。電解析出法で Au マッシュルーム型吸収体の成膜を行ったあとは、レジストと電極層を除去することで、図 3 のような立体構造を形成できる。

図 5 に電解析出法における実験セットアップを示す。陽極に Ti/Pt メッシュを取り付け、陰極に電極層およびレジストがパターンされた基板を取り付けた。また、直流電源によって陽極陰極間に流れる電流の制御を行った。熱伝導性の向上を目的とした条件出しでは、2 cm の基板に対して電流密度が 1.25 mA/cm<sup>2</sup> と 0.63 mA/cm<sup>2</sup> の場合で成膜を行った。吸収体製作で

は 3 inch の基板に対して表 1 の条件で成膜を行った。

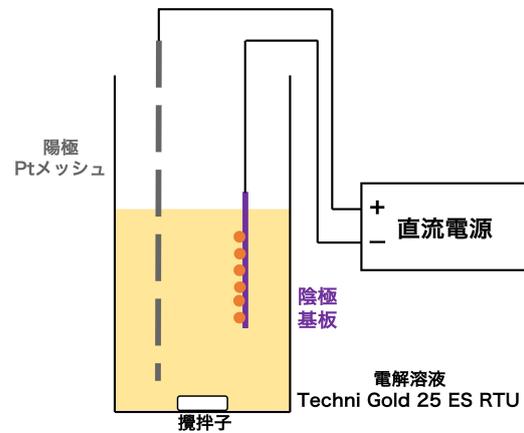


図 5: 電解析出法における実験セットアップ。陽極に Ti/Pt メッシュ、陰極に電極層がついた基板を取り付けた。流す電流値は直流電源で制御を行った。

表 1: マッシュルーム型吸収体製作の条件

|       |                          |
|-------|--------------------------|
| 電解溶液  | Techni Gold 25 ES RTU    |
| 温度    | 60 °C                    |
| 攪拌回転数 | 300 rpm                  |
| 電流密度  | 0.875 mA/cm <sup>2</sup> |
| 成膜時間  | 55min 48sec              |

## 4 Au マッシュルーム型吸収体の製作結果

熱伝導性の向上に向けた電解析出法における条件出しの結果を表 2 に示す。これらより、目標としていた RRR ~ 30 に対して、RRR ~ 25 の薄膜を成膜できる条件を明らかにすることができた。

レジストおよび電極層を除去した後のマッシュルーム型吸収体を上面から光学顕微鏡で撮影した画像を図 6 に、走査型電子顕微鏡で撮影した画像を図 7 に示す。図 3 のように Au が正方形に成膜されていることがわかる。また図 7 から 6 本の柱でマッシュルーム型吸収体を支えており、中空構造を持っていることを確認できた。

表 2: 電解析出法における条件出し

| チップ ID                     | E038          | E039          | E040       | E042         |
|----------------------------|---------------|---------------|------------|--------------|
| 電流密度 [mA/cm <sup>2</sup> ] | 1.25          | 1.25          | 0.63       | 0.63         |
| 成膜時間 [min]                 | 60            | 35            | 70         | 70           |
| RRR                        | 13.94 ± 0.014 | 8.578 ± 0.004 | 27.2 ± 0.4 | 23.39 ± 0.14 |

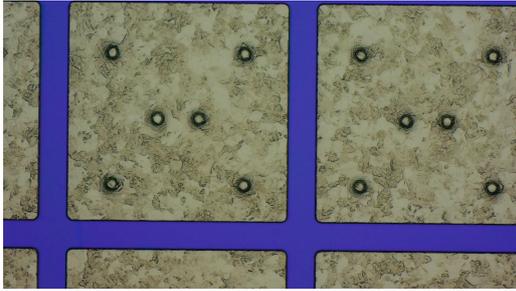


図 6: Au マッシュルーム型吸収体を上面から光学顕微鏡で撮影した画像。マッシュルーム型吸収体を支える柱構造が 6 本あることが上面から確認できる。

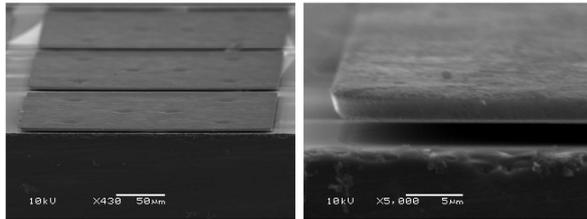


図 7: Au マッシュルーム型吸収体を走査型電子顕微鏡で撮影した画像。左: マッシュルーム型吸収体の全体図。凹みが見える 6 箇所部分がマッシュルーム型吸収体を支える柱構造部分である。右: マッシュルーム型吸収体を拡大した図。基板表面と吸収体の間に隙間があることが確認でき、柱構造で吸収体を支えられていることがわかる。

## 5 まとめと今後の展望

我々が開発を行ってきた従来の TES カロリメータの Au 吸収体は TES よりも面積が小さいため、配線などのデッドスペースにより入射 X 線に対する有効面積が低い。我々は有効面積向上のために、柱構造を支えにして笠状に広がった吸収体 (マッシュルーム型吸収体) の開発を行っている。本研究では、マッシュルーム型吸収体製作のための条件出しと、将来

の TES カロリメータ搭載に向けた、SiO<sub>2</sub> 基板へのマッシュルーム型吸収体の電解析出法を用いた形成を行った。その結果、我々の研究室では初めて、マッシュルーム型吸収体の構造形成に成功した。

今後は、現在制作中の TES カロリメータの製作プロセスにマッシュルーム型吸収体の製作プロセスを組み込むことで、マッシュルーム型吸収体が搭載された TES カロリメータの製作を行う。そして製作した TES カロリメータに X 線照射試験を行い、X 線の観測およびエネルギー分解能の評価を行う。その後 X 線照射試験の結果のフィードバックや製作プロセス上の問題点を洗い出し、製作プロセスの改善を目指す。

## Reference

- [1] Renyue Cen and Jeremiah P Ostriker, The Astrophysical journal, vol.514, No.1 pp. 1-6, 1999.
- [2] Renyue Cen and Jeremiah P Ostriker, The Astrophysical journal, vol.650, No.2 pp. 560-572, 2006.
- [3] Joel N Bregman, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, vol.45, No.1 pp. 221-259, 2007.
- [4] K. Yoshikawa et al., PASJ **56**, 939 (2004).
- [5] S. Yamada et al., Journal of Low Temperature Physucs, **193**, 1016-1023 (2018).
- [6] S. R. Bandler et al., Journal of Low Temperature Physucs, **176**, 356 (2014).
- [7] M. de Wit et al., Phys. Rev. Appl. 16, 044059 (2021).

観測 a15

太陽アクシオン探査に向けたTESマイクロカロリ  
メータの開発

東京大学大学院 理学系研究科 物理学専攻  
太田 瞭

## 太陽アクシオン探査に向けた TES マイクロカロリメータの開発

太田 瞭 (東京大学大学院 理学系研究科 物理学専攻)

### Abstract

ダークマターの候補として挙げられるのが、強い CP 問題を解決するために導入されたアクシオンである。アクシオンは相互作用が極めて小さく検出が困難であるが、磁場と反応して光子から変換される。我々の研究室ではその反応を利用し、物質のエネルギーを熱として捉える TES マイクロカロリメータで太陽から飛来するアクシオンを観測することを目指して研究を行っている。現在は太陽アクシオンを観測するために必要な分光性能を持つ TES マイクロカロリメータの開発に向けて、TES の転移温度制御の観点から取り組んでいる。カロリメータの動作温度は TES の転移温度によって決まるため、より低雑音となる低い温度で転移させることが重要となる。また TES の転移温度は、超伝導体に対する常伝導体の膜厚比に依存して転移温度が変化する近接効果により下げることができる。本稿では TES の膜厚と転移温度の関係について実験的に調べていることを報告する。

### 1 研究背景

宇宙にはバリオン以外に、宇宙膨張を加速させるために必要なダークエネルギーと、宇宙の大規模構造を形成するために必要なダークマターが存在していると考えられている。これらの実態は未検出であるが、多くの観測事実からその存在が示唆されている。現在の宇宙のエネルギーのうち、27% をダークエネルギーが、68% をダークエネルギーが占め、バリオンは僅か 5% しかないと考えられている。

ダークマターには様々な候補があるが、その最有力候補の一つとして挙げられるのがアクシオンである。アクシオンは、強い相互作用を記述する量子色力学 (QCD) において強い CP 問題を解決するために導入された未知の粒子である。強い CP 問題とは、粒子と反粒子の電荷とパリティ入れ替えにおける対称性 (CP 対称性) が理論では破れるのが自然であるのにも関わらず、実験的には強い相互作用において成立しているというものである。素粒子物理学においてアクシオンの存在は強い CP 問題を解決することになり、標準理論を超えた新たな物理モデルを作り出すことになる。また対極スケールにある宇宙物理学において、宇宙の大規模構造形成に必要なダークマターの候補として発見されれば、宇宙創生メカニズムの理解が大きく発展することになる。したがっ

て、アクシオンの検証は現代物理学の極めて重要な課題である。

アクシオンは光子と相互作用をし、相互に変換が可能である。光子が磁場と相互作用をしてアクシオンに転換される反応を Primakoff 効果といい、逆にアクシオンから光子への転換を逆 Primakoff 効果という。この反応を用いてアクシオンを観測しようとする研究が世界中で行われている。アクシオン探査の一つに、太陽内部で生成される太陽アクシオンの検出が考えられている。太陽アクシオンは、太陽内部の光子が磁場によって変換されることで生成される。太陽アクシオンの質量が数 eV かつ 14.4 keV の運動エネルギーを持つとき、磁気双極子遷移を起こす  $^{57}\text{Fe}$  に吸収され、脱励起時に 14.4 keV の  $\gamma$  線が放出されることが提唱されている [1]。図 1 は太陽から地球に飛来するアクシオンのスペクトルである。太陽の黒体放射を反映した  $k_B T \sim 1.3 \text{ keV}$  の連続成分と、 $^{57}\text{Fe}$  の吸収を通して放出されると考えられる 14.4 keV の  $\gamma$  線の輝線を示している。

磁気双極子遷移を持つ原子核と反応する太陽アクシオンの線スペクトル検出は、連続スペクトル検出を行う大規模な実験と比べて、比較的小さな規模の table-top 実験で可能である。先行研究では 14.4 keV の  $\gamma$  線検出のために、 $^{57}\text{Fe}$  の薄膜の直近に Si PIN 検出器を設置する実験が行われた [2]。しかし、14.4 keV

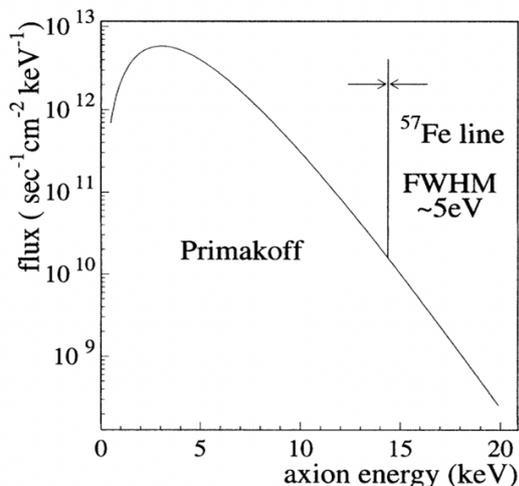


図 1 太陽から地球に飛来するアクシオンのエネルギースペクトル [1]。平均エネルギー 4.2 keV の黒体放射に近い連続的な放射と、<sup>57</sup>Fe の脱励起による 14.4 keV の輝線放射を表している。

の  $\gamma$  線は分岐比が 9% であり、残りは転換電子と低エネルギーの X 線として放出される。さらにはその転換電子と X 線が <sup>57</sup>Fe 薄膜に自己吸収されてしまう。そのため検出効率が 1% まで下がり観測には至らず、アクシオンの質量が 216 eV (95% C.L.) 以下であるという制限を付けた。

そこで我々の研究室では、自己吸収されるエネルギーを熱としてカロリメータで捉えようと試みて、太陽アクシオンの検出に <sup>57</sup>Fe と TES (Transition Edge Sensor) マイクロカロリメータを組み合わせた検出器を考案した。TES マイクロカロリメータは、超伝導と常伝導の転移端における急激な抵抗変化を利用し、吸収体に入射した一つ一つの粒子のエネルギーによる素子の温度上昇を抵抗として検出するものである (図 2)。自己吸収した X 線や転換電子も熱として捉えることができるため、70% 以上の検出効率を達成することができる。

TES マイクロカロリメータを用いれば、従来の太陽アクシオン検出方法よりも 2 つの理由で検出感度の向上が期待できる。1 つ目は、検出効率の問題である。TES は自己吸収されるエネルギーを捉えるため、

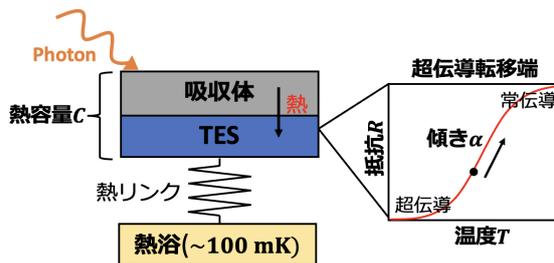


図 2 TES マイクロカロリメータの構造と原理。

検出効率を 70% 程度まで高めることができる。2 つ目は、TES のエネルギー分解能が優れていることにある。太陽アクシオンの検出感度を高めるためには、<sup>57</sup>Fe の量が重要であるが、量が多くなると荷電粒子のバックグラウンドが大きくなり、検出感度に影響を及ぼす。しかし、検出器自体のエネルギー分解能が優れている場合、バックグラウンドイベントレートによる影響は軽減され、検出した信号イベントによって検出感度を決定することができる。

## 2 研究目的

太陽アクシオンを検出するためには TES のエネルギー分解能を向上させることが重要となる。TES カロリメータのエネルギー分解能  $\Delta E$  は

$$\Delta E \propto \sqrt{\frac{T^2 C}{\alpha}} \quad (1)$$

と表される。ここで  $T$  はカロリメータの温度、 $C$  は吸収体と TES の熱容量、 $\alpha$  は抵抗を  $R$  としたときに  $\alpha \equiv d \ln T / d \ln R$  で定義されるカロリメータの感度である。転移温度が高くなると熱雑音が低減できなくなり、超伝導から常伝導への転移幅が大きくなると感度が低くなる。そのため、エネルギー分解能を向上させるためには TES の転移温度のコントロールが必要となる。

通常 TES として利用する超伝導金属は単体の転移温度が数 100 mK 程度であり、 $\sim 100$  mK 程度の極低温動作温度で数 eV のエネルギー分解能を目指す TES カロリメータにとっては十分高温である。そこで超伝導金属と常伝導金属の二層薄膜界面で起こる近接効果を利用して TES の転移温度を下げてい

る。近接効果とは、超伝導金属に常伝導金属を接合させることで極低温で生成される電子の Cooper 対が常伝導金属へ流れ込むことにより、超伝導金属中の Cooper 対密度が低下する現象である。超伝導状態を実現するためには、より低温での相転移を行わなければならない結果として転移温度が下がる。このとき転移温度は二層の膜厚比に依存して変化する。

我々の研究室で開発している TES では、超伝導金属である Ti の上に常伝導金属の Au を成膜し、転移温度を Ti 単体の 390 mK から ~ 100 mK まで下げで動作させている。TES マイクロカロリメータの動作温度は TES の転移温度によって決まってしまう。そのため TES のエネルギー分解能を向上させるために、Au/Ti 二層薄膜の膜厚とそれに伴う転移温度の関係を調べ、制御することを目的として研究を行っている。

### 3 研究方法

製作した TES は Au/Ti の膜厚と転移温度の測定をすることで評価を行っている。評価の観点には測定膜厚値が目標膜厚値通りであるか、急峻に転移するかである。それに加えて、膜厚と転移温度の関係を調べている。素子の製作と評価のプロセスは以下の手順である。

1. 蒸着装置を用いて 3 インチの Si ウェハに超伝導体 Ti と超伝導体 Au の二層薄膜を成膜する。真空蒸着法により、 $\sim 10^{-5}$  Pa の高真空中に置いた蒸着源を蒸発させることで基板に成膜を行う。この時、Ti は電子ビームで、Au は抵抗のジュール熱で蒸着源を加熱する。
2. フォトリソグラフィを用いて数 100  $\mu\text{m}$  の膜厚測定用パターンを焼き付ける。
3. エッチングによりパターンを形成する。
4. Au と Ti の膜厚を測定する。
5. 3 インチ Si ウェハを数 mm 程度のチップに切り分け、冷凍機に搭載し測定できるようにする (図 3)。
6. チップを 60 mK まで冷却し、温度を数 mK ずつ

変化させた時の超伝導転移端付近の抵抗変化を四端子法で測定する

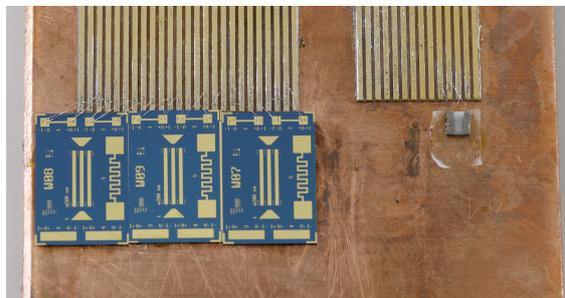


図 3 冷凍機に搭載するステージに取り付けられた 3 枚のチップ (左)。チップ中央の 3 本線が膜厚測定用のパターン。上部の RT 特性測定用のパターンと読み出し用の配線が Al ボンディングされている。RuOx の抵抗温度計 (右)。

図 4 に実際の測定で得られた RT 特性のグラフを示す。Ti 単体の転移温度は 390 mK であるが、Au/Ti 二層薄膜にすることで ~ 135 mK まで下がっているのが読み取れる。

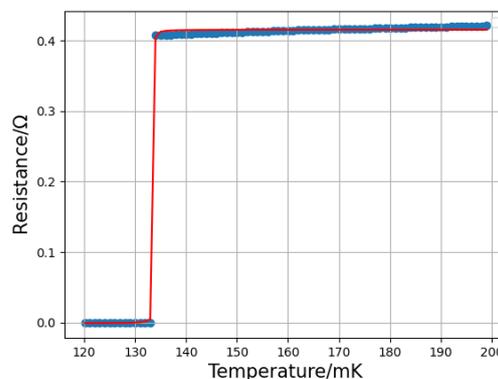


図 4 Au/Ti=168 nm/56 nm の RT 特性

### 4 実験結果

現時点までに実験で得られている膜厚と転移温度の関係のグラフを図 5 に示す。ID は成膜を行った日付である。SEED220531 までは青の直線で表される Au/Ti の膜厚比と転移温度の関係であったが、

SEED220615、SEED220616、SEED220714 の 3 つは赤の傾向に乗っていることが分かる。ここで傾向が変わった原因として、Ti 蒸着源を電子ビームで加熱する溶かし込みを Ti 成膜前に手動で行ったからであると考えられる。Ti の溶かし込みを手動で行うようにしたのは、それ以前の測定結果で Ti の測定膜厚値と目標膜厚値の誤差が次第に大きくなってきており、その原因が Ti 試料表面の酸化であると考えたためである。そして、Ti 溶かし込みを成膜前に一定時間行うことで酸化された Ti を取り除き、目標膜厚値との誤差を小さくしようと試みた。その結果、二層の膜厚比と転移温度の関係が青から赤の傾向に変化した。

赤の傾向は青の傾向より低い温度で転移することが読み取れる。傾向が変わってしまったものの、転移温度が低いことで熱雑音が低減できるため好都合である。また、以前は Ti が 40 nm 以下では転移しないと考えられていたが、赤の傾向に乗っている SEED220615 では Ti が 25 nm でも転移した。転移温度は Au/Ti の比に依存するため、同じ Au/Ti 比であっても Ti が薄ければその分 Au が薄くても良い。これにより TES の熱容量を小さくすることができ、エネルギー分解能の向上に繋がる。そのため、我々としては赤の傾向を狙い続けたい。

しかし、最新の実験結果である SEED220728 は、赤の傾向に乗った 3 つの素子と同様に Ti の溶かし込みを入念に行っているのにも関わらず再度青の傾向に乗った。これらの傾向が変わる原因を探るために膜厚に関係している他のパラメータを調べ、赤の傾向に乗る素子の製作を目指していく。

## 5 まとめと今後の展望

ダークマターの最有力候補であるアクシオン探査に注目が集まっており、素粒子物理学と宇宙物理学において重要な課題となっている。アクシオンは光子が磁場と作用することで変換され、この逆反応を用いたアクシオン検出器が世界中で開発されている。我々の研究室では、太陽内部で生成されると考えられている太陽アクシオン探査に特化した TES マイク

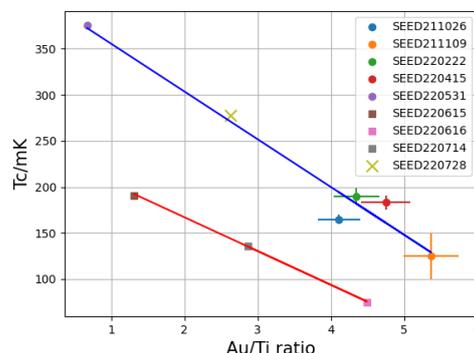


図 5 Au/Ti 比と転移温度の関係

ロカロリメータの開発を行っている。アクシオン検出には磁場の代わりに、黒体放射光子により太陽中に多く存在する  $^{57}\text{Fe}$  が熱的に励起し、単色 14.4 keV のアクシオンを放出して脱励起するという磁気双極子遷移を用いる [1]。

アクシオン探査のためには TES のエネルギー分解能向上が必須である。TES は超伝導体と常伝導体の二層薄膜にすることで近接効果により転移温度を下げるができる。この時、転移温度は二層の膜厚比に依存するため、膜厚を制御することが転移温度の制御に繋がる。二層薄膜は蒸着装置を用いて成膜しているが、真空度や膜質、その他未知の条件により、Au/Ti の膜厚及びそれに伴う転移温度が大きく変化するため制御が難航している。再現性のある安定した高分解能性能を持つ素子を開発するため、この原因の究明と対応を様々な条件を評価することで行っている。

今後は太陽アクシオン探査の要求性能を満たす高いエネルギー分解能を持つ TES を製作し、さらにはピクセル数を増やすことでアクシオンに厳しい質量制限をつけることを目指していく。

## Reference

- [1] Moriyama, S., 1995, Phys. Rev. Lett, 75, 3222-3225.
- [2] Namba, T., 2007, Phys. Lett. B, 645:398-401.

観測 a16

TES型X線マイクロカロリメータのための超伝導磁気  
遮蔽シールドの開発

埼玉大学大学院 理工学研究科  
梶間 勇吹

## TES 型 X 線マイクロカロリメータのための 超伝導磁気遮蔽シールドの開発

梶間 勇吹 (埼玉大学大学院 理工学研究科)

### Abstract

X 線マイクロカロリメータは入射光子のエネルギーを素子の温度上昇で測る検出器である。今年度打ち上げ予定の XRISM 衛星に搭載されるマイクロカロリメータに使用されている温度計は半導体温度計だが、より感度の良い超伝導遷移端型温度計 (Transition-Edge Sensor; TES) を用いることでエネルギー分解能の向上だけでなく大面積化も実現できるため、将来衛星への搭載が決定している。TES 素子には素子表面への垂直方向からの磁場によって感度が悪化する性質が知られている。将来衛星では、大面積/広視野を実現するため、X 線が入射する開口面積を確保しつつ、検出器ステージでの磁場環境を整える必要がある。そこで、我々は独自に磁場を極低温で遮蔽するための超伝導メッシュシールドを開発している。超伝導体である Nb を使い、Meissner 効果によって磁場の侵入を防ぐことを目的としている。また、ハニカム構造を取ることで強度を保ちながら開口部分を確保、電磁界シミュレーションを用いて最適パラメータを計算している。今回はメッシュピッチが 5 mm、線径 100  $\mu\text{m}$ 、開口率 96.1 % の磁気遮蔽シールドを制作した。絶対温度 4 K に置いて、ホール素子と超伝導磁場印加コイルを用いて性能評価を行った。シールドなしの場合と比較して磁場強度を 7 割程度まで低減することができた。本講演では、極低温下での性能評価及び今後の磁気シールド製作方針についても報告する。

### 1 Introduction

宇宙の組成の内、いわゆる通常の物質であるバリオンは約 5% 程度存在する。近傍宇宙ではそのうち過半数が未発見のままになっていて、ミッシングバリオン問題として知られている。そのミッシングバリオンの候補として、中高温銀河間物質 (Warm Hot Intergalactic Medium; WHIM) がある。WHIM は温度が  $10^5 - 10^7$  K で、密度が  $10^{-5} \text{ cm}^{-3}$  程度の希薄なガスである。宇宙論的シミュレーションから、WHIM が暗黒物質の分布をよくトレースしていることも示唆されているため、暗黒物質の分布にも制限をつけられる可能性がある。 $10^5 - 10^7$  K のガスの X 線観測で観測が可能であり、かつ宇宙にあるヘリウムよりも重い元素の中で最も多く存在する酸素からの特性 X 線を探すことで WHIM の分布を調べることが、将来のバリオン探査衛星計画で検討されている。一方で、WHIM の 10 倍強い銀河系内からの酸素の放射と区別するためにこれらの放射をエネルギー空間、つまり赤方偏移で区別する必要がある。

そのため、WHIM を観測するためにはさらなる高エネルギー分解能かつ広い視野での撮像が必要になってくる。これを達成するには超伝導遷移端型 X 線マイクロカロリメータが最も有望である。

X 線マイクロカロリメータとは、X 線光子のエネルギーを素子の温度上昇として測る検出器である。キャリアがフォノンであるためキャリアを 1 つ作り出すために必要なエネルギーが小さく、統計数が圧倒的に増えるため統計誤差が小さくなる。エネルギー分解能  $dE$  はボルツマン定数  $k_B$ 、温度  $T$ 、素子の熱容量  $C$  として  $\Delta E_{\text{FWHM}} \simeq 2.35\xi\sqrt{k_B T^2 C}$  と表され、 $\xi$  は温度計の感度  $\alpha$  が大きくなると小さくなるようなパラメータである。よってマイクロカロリメータは極低温で動作させることで、高いエネルギー分解能が達成される。さらなるエネルギー分解能を達成するには温度計の感度を上げる必要がある。感度を上げるには、磁気量子型マイクロカロリメータなども挙げられるが、応答速度や多画素化での読み出しの点から、超伝導遷移端温度計 (Transition Edge Sensor; TES) の将来衛星への搭載が決まっている。

TES は常伝導超伝導遷移端での急激な抵抗変化を用いる温度計である。ASTRO-H 衛星に搭載された半導体温度計の感度が  $\sim 10$  なのに対し、TES の感度は  $\sim 100 - 1000$  となり、さらに高いエネルギー分解能が達成可能である。また、応答速度は熱浴との弱い熱伝導度  $G$  を用いて  $\tau_{\text{eff}} \simeq \frac{1}{\alpha} \frac{C}{G}$  と表され、感度に反比例するため半導体温度計の 10 倍程度的高速応答になり、高計数率での使用が可能である。更に、TES は超伝導であるため低インピーダンスであり、超伝導量子干渉計を用いた信号多重化読み出しによって多ピクセル化が可能になる。

## 2 研究目的

図 1 に示すように、TES には素子に垂直な磁場によって臨界電流が小さくなることによって感度が悪化するという性質が知られている (Ishisaki et al. 2008)。将来衛星では検出器の大面积化、開口面積の拡大が想定されるため、そこから入り込む磁場によって感度が悪化することが考えられる。この感度はエネルギー分解能や応答速度に効いてくるため磁場を遮蔽して  $\sim 1 \mu\text{T}$  以下に減少させる必要がある。そこで、我々は X 線の開口面積を確保しつつ磁場を遮蔽するようなシールドの開発を行っている。

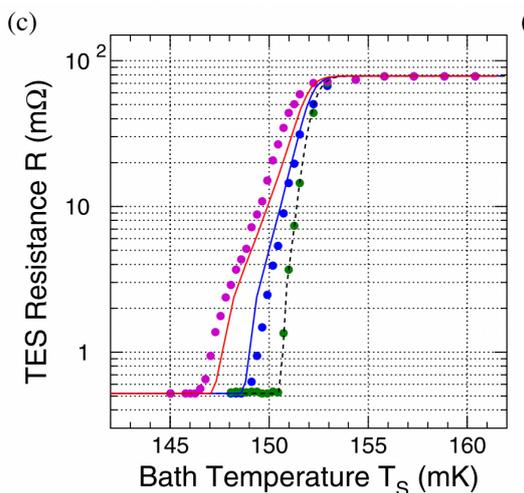


図 1: TES 素子に磁場を掛けたときの R-T カーブ (Ishisaki et al. 2008)。緑は  $0\mu\text{T}$ 、青は  $6\mu\text{T}$ 、マゼンタは  $26\mu\text{T}$  の磁場を印加している。

## 3 磁気遮蔽シールド

機械式冷凍機で到達できる絶対温度  $4\text{ K}$  以上のステージでは高透磁率材を用いた磁気遮蔽が可能だが、熱容量が大きくなってしまいうため  $4\text{ K}$  以下のステージに置くことは難しい。本研究室では超伝導を使って、極低温まで冷却することでマイスナー効果によって  $4\text{ K}$  以下のステージにおいて磁場を遮蔽するようなシールドを検討している。

今回は、X 線光子が入射でき、かつシールドの強度を保つため、ハニカム構造のメッシュシールドを製作した (図 2)。超伝導体として Nb を用いていて、メッシュピッチが  $5\text{ mm}$ 、線径が  $100\ \mu\text{m}$ 、開口率が  $96.1\%$  である。ただし、製作工程上の問題により実際の線幅は設計よりもやや狭くなっている。

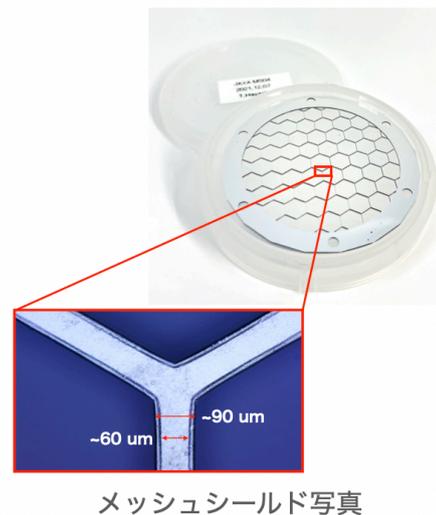


図 2: 今回制作したメッシュシールド

安田修士論文 (2020) では  $5\text{ mm}$  と  $2.5\text{ mm}$  のピッチの超伝導メッシュシールドに対して外部磁場を印加したときの検出器面上にかかる磁場の電磁界シミュレーションをおこなった (図 3)。z 方向に一樣な磁場をかけていて、横軸はシールドからの距離になっている。z=0 に磁気遮蔽メッシュシールドがあって、負の方向から磁場をかけている。このシミュレーションから、シールドの約  $20\text{ mm}$  手前から磁場の遮蔽が始まっている事がわかる。シミュレーションではピッチが  $5\text{ mm}$  の場合は約  $70\%$ 、 $2.5\text{ mm}$  の場合は

約 85% 磁場を減少させられる結果となった。今回は開口面積を優先して 5 mm ピッチのメッシュシールドを製作して測定をおこなった。

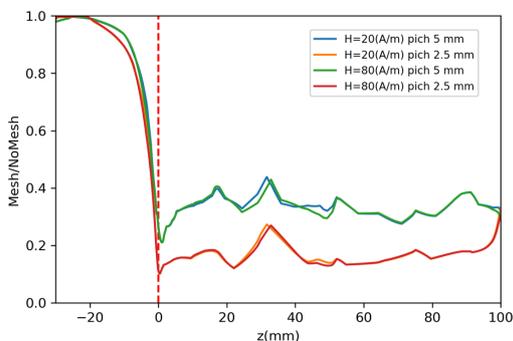


図 3: 5 mm と 2.5 mm ピッチのシールドの電磁界シミュレーション結果

小林修士論文 (2022) では、自作したメッシュシールドと磁場印加用の超伝導コイル及びホール素子を用いて実証実験をおこない、約 30% 磁場を減少させることを確認した。これはシミュレーションに対して遮蔽効果が小さいことを示す結果である。原因としては 2 つ考えられる。1 つ目は、実証実験はコイル上下でシールド越しの磁場とシールドなしの磁場を同時に測定をおこなう形になっていたがこれによって上下のホール素子のコイルの軸からの距離が完全に対照でなく、一致していなかったことである。もう一つはコイルへの電流を 10 mA ずつ連続的に変化させて測定をおこなったことによりオフセットの変化が結果に反映されてしまっていることも考えられる。

そこで、今回我々はホール素子を冷凍機ステージ上に固定し、シールドありなし二回測定をおこなうことによってホール素子の位置の変化による磁場強度依存性を排除した。また、測定を連続ではなく間隔を開けておこなうことでオフセットの変動による影響を軽減した。

## 4 磁場測定

今回の試験ではホール素子 (旭化成エレクトロニクス HG-106A) と Ni/Ti 超伝導配線を使った超伝導コイルを使用して測定をおこなった。GaAs (ガリウムヒ素) を使用したホール素子で、InAs など

比べて出力電圧の温度依存性が極低温下でも安定していることが知られている。使用する超伝導コイルは出力磁場  $B$  と入力電流  $I$  の関係が  $B(\text{T})/I(\text{A}) = 0.0101$ 、ホール素子は出力電圧  $E$  と印加磁場  $B$  の関係が  $E(\text{V})/B(\text{T}) = 2.612$  である。

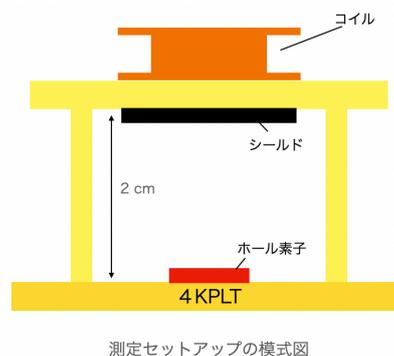


図 4: 測定セットアップ

測定のセットアップは図 4 のようになっている。コイルから 2 mm 離れた位置に磁気遮蔽シールドを設置しており、ホール素子はシールドから 2 cm の距離に設置してある。ホール素子は固定し、シールドをつけ外し 2 回の測定を行った。

今回得られた結果を図 5 に示す。コイル電流は 10 mA 刻みに時間を開けながら変化させた。直接得られるホール素子の出力電圧に変換係数をかけることで磁場を計算している。

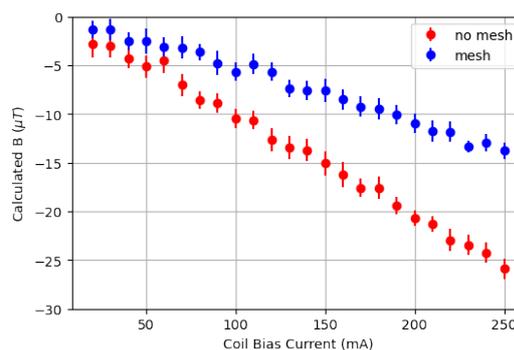


図 5: シールドありなしでの磁場の比較。赤がシールドなし、青がシールドありの結果。

オフセットの揺らぎがあるため、どのコイルバイアスでも同程度の誤差がついている。グラフの傾き

から、メッシュシールドによって磁場をある程度遮蔽できていることがわかる。メッシュ有りなしの磁場の比を取ることによって磁場の遮蔽率を計る。図6にメッシュありなしの磁場の比を示す。コイルバイアスが小さいときはホール素子の電圧変化が小さいため、系統誤差が相対的に大きくなり、エラーバーが大きくなってしまう。

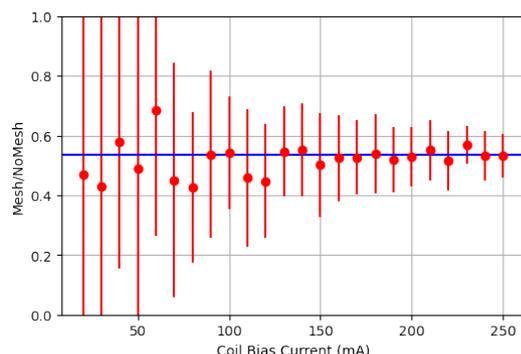


図 6: シールド有りなしの磁場の比

この結果から、加重平均を取ると 0.534 となり、今回の磁気シールドによって侵入磁場が約 45%減少していることを確認できた。また、磁気シールドのありなしの 2 回に測定を分けることにより、コイルとホール素子の位置関係が固定されたことでコイルの軸からのズレに関する不確定性が消え、コイル電流を時間を分けて測定を行うことでオフセットの変動の影響を減らしたことによってより正しいと考えられる結果を得ることができた。

今回の結果をシミュレーションの結果と比較すると磁場の遮蔽率が予想よりも低かったが、コイルの直径に対してメッシュのピッチが大きいこと、コイルとシールドの距離が近いこと (2 mm) がその原因として考えられる。また、ホール素子がコイルの軸から少しずれていることも考えられるため、今後ホール素子の位置を最適化することで誤差を小さくできる可能性がある。

## 5 まとめと今後の展望

我々の研究室では TES 型 X 線マイクロカロリメータに用いるための超伝導磁気遮蔽シールドの開発をおこなっている。TES は素子に垂直な磁場によって感度が悪化することが知られているため磁場の遮蔽が不可欠である。今回我々は Nb を用いた 5 mm ピッチのメッシュシールドを製作し、約 45%の磁気遮蔽効果を確認することができた。シミュレーションの結果と比較すると遮蔽率がやや低かった。

今後はメッシュピッチの小さいメッシュシールドの製作及び実証実験から最適パラメータを決めることを目的に、コイルとシールドの距離を変更可能なジグの作成、一様な磁場をかけるためにヘルムホルツコイルの製作を行う予定である。メッシュシールドの最適パラメータの決定については、一つのマスク上に 4 つの部分に分けて効率的に最適パラメータを出せるように工夫している。また実際に TES の遷移端を用いたシールドありなしでの抵抗-温度関係の変化の測定もおこなう事を予定している。

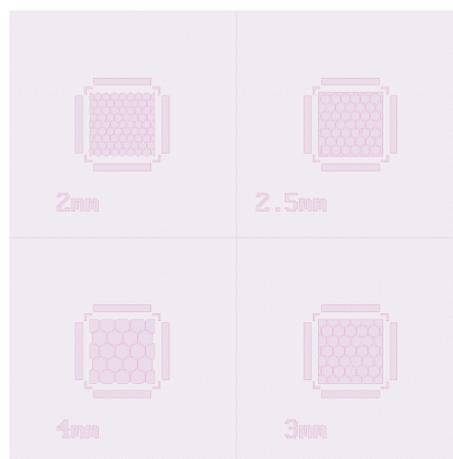


図 7: 今後製作予定のメッシュシールド

## Reference

- Ishisaki, Y., et al. 2008, Journal of Low Temperature Physics, 151(1):131-137.
- 小林 紘之, 2022, 埼玉大学修士論文
- 安田 仰, 2020, 埼玉大学修士論文

[indexへ戻る](#)

観測 a17

c 講演へ移動

観測 a18

GEO-X衛星に向けたMEMS X線望遠鏡への原子層堆積法を用いたPt成膜

東京都立大学大学院 理学研究科物理学専攻  
辻 雪音

# GEO-X 衛星に向けた MEMS X 線望遠鏡への原子層堆積法を用いた Pt 成膜

辻 雪音 (東京都立大学大学院 理学研究科物理学専攻 M1)

## Abstract

我々は MEMS 技術を用いた X 線望遠鏡を 2020 年代前半の打ち上げを目指す地球磁気圏 X 線撮像衛星 GEO-X に向けて開発しており、新たに望遠鏡となるフルウェハに PEALD (Plasma Enhanced ALD) による Pt 成膜を行った。ALD (Atomic Layer Deposition : 原子層堆積法) は異なる気体を交互に導入することで原子層 1 層ずつの成膜を行う手法である。なかでも PEALD はプラズマ状態とすることで反応性を高め、平滑性の良い膜が成膜できる。膜はバッファ層となる Al<sub>2</sub>O<sub>3</sub> 10 nm 厚の上に Pt 膜 20 nm を積んだものであった。原子間力顕微鏡の評価より表面粗さは 1 nm rms @ 10 μm と見積もられ目標を満たす平滑な成膜ができた。また、以前 Pt 成膜を行ったサンプルの経年変化の観察と放射線照射試験を行った。経年変化の観察では反射鏡の表面粗さを測定し、変化比は ~1 となり有意な悪化は見られないことがわかった。放射線照射試験では 30 krad のプロトンを照射し、試験前後で反射率測定を行ったところ有意な差はなかった。軟 X 線帯域では Si, Pt よりも Co が高反射率のため、我々は Co ALD にも取り組んでいる。Co 成膜を行ったベア Si の反射率測定から表面粗さを見積もった結果、1 nm rms と良好であった。

## 1 MEMS X 線望遠鏡と GEO-X 計画

物質の X 線に対する屈折率は 1 よりわずかに小さいため、X 線望遠鏡では X 線の全反射を用いた斜入射光学系が広く用いられる。また、X 線は地球大気中で吸収されるため人工衛星で打ち上げ宇宙から観測を行う。光学系の角度分解能と有効面積当たりの重量はトレードオフの関係にある。そこで本研究室では、MEMS 技術を用いた超軽量 X 線望遠鏡の開発を進めている。MEMS 技術とは半導体微細加工技術であり、Si 基板に同心円状に無数の微細穴を形成し側壁を反射鏡として利用している。MEMS X 線望遠鏡の製作プロセスを図 1 に示す。ドライエッチングで微細穴を開け、高温アニールで反射面を平滑化し、両端の盛り上がりを研削研磨で取り除いた後、高温塑性変形により基板全体を球面にする。その後 Pt の薄膜を付け、反射率を向上する。大量の反射鏡を一括製作できるため低コストな製作が可能である。我々はこの手法で世界初の X 線結像を実証しており、「JAXA 宇宙技術ロードマップで獲得すべき技術」に認定されている。

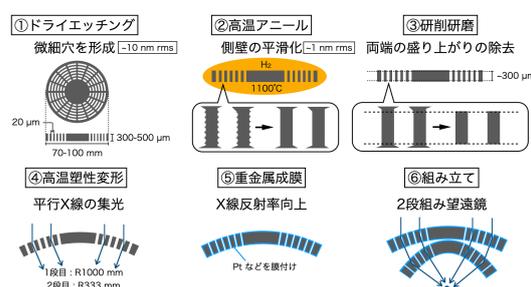


図 1: MEMS X 線望遠鏡の製作プロセス

我々は MEMS X 線望遠鏡を用いて世界初の X 線による地球磁気圏の撮像を目指す GEO-X 計画を進めている。衛星の重量は 50 kg 程度で、エネルギーバンドは 0.3-2.0 keV である。2024 年-2025 年頃の打ち上げを目標にしている [Y. Ezoe et al. (2010)]。

## 2 PEALD を用いた Pt 成膜

Thermal ALD では高温により物質の反応性を高めるのに対し、PEALD ではプラズマの高い反応性を利用する。先行研究で Thermal ALD と PEALD

で Pt 成膜したサンプルの反射率比を比較した結果、PEALD は Thermal ALD よりも表面粗さの悪化を抑制できることが示唆されたため、PEALD を採用している。

PEALD はプリカーサーにトリメチルメチルシクロペンタジエニル白金 (MeCpPtMe<sub>3</sub>) を、リアクタントに O<sub>2</sub> プラズマを使用する。Pt PEALD の成膜プロセスを図 2 に示す。まずプリカーサーは導入後、基板表面の酸素原子と (1) 式の反応を起こし CO<sub>2</sub> や H<sub>2</sub>O、CH<sub>4</sub> を排出して基板表面に吸着する。次に酸化剤である O<sub>2</sub> プラズマを導入すると、残された炭化水素と (2) 式の反応を起こし、Pt が基板表面に残る。

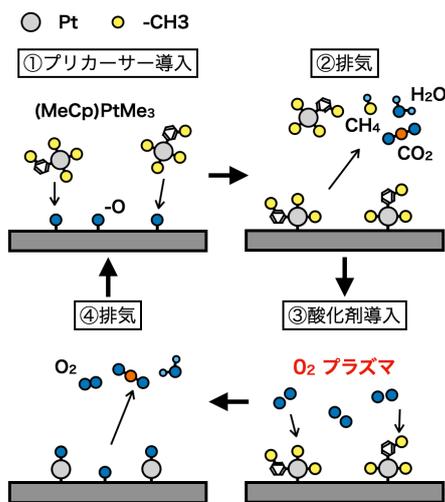
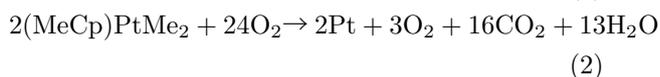
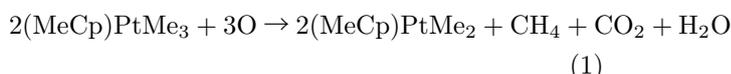


図 2: Pt PEALD の成膜プロセス

このサイクルを繰り返し厚さ 20 nm の Pt 薄膜を生成する。なお Pt 膜の下にバッファー層となる Al<sub>2</sub>O<sub>3</sub> 膜を PEALD で 10 nm 生成している [D. Ishi et al. (2020)]。本研究では産業技術総合研究所に設置された Veeco 社製 ALD 装置 Fiji G2 を使用させて頂き、GEO-X 用基板に成膜テストを行った。

### 3 表面粗さ測定

Pt 成膜前後の反射鏡表面粗さ測定を宇宙科学研究所 相模原キャンパスに設置された、SII ナノテクノロジー製 AFM L-trace II を用いて行った。AFM (Atomic Force Microscope : 原子間力顕微鏡) はサンプルと探針の間に働く原子間力を利用して 2 次元プロファイルを得る。結果を図 3 に示す。全てのスケールにおいて望遠鏡要求値である 1 nm rms をほぼ達成することができた。また、Pt 成膜の前後で表面粗さに有意な差は見られなかった。

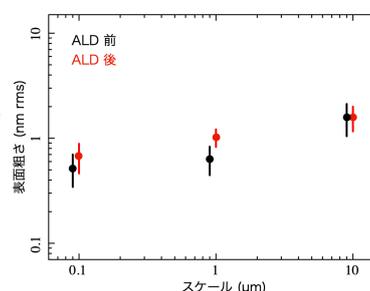


図 3: AFM で測定した Pt PEALD 前後の反射面表面粗さ。黒は ALD 前、赤は ALD 後の結果を示す。

### 4 経年変化の観察

Pt 成膜後の反射面の時間経過による変化を調べるため、2017 年 2 月から 2020 年 7 月までに Pt 成膜を行ったサンプルの表面粗さを AFM を用いて再測定し、経年変化比を求めた。結果を図 4 に示す。変化比がほぼ 1 であったことから表面粗さにおいて時間経過による有意な悪化は見られないことがわかった。しかし表面を観察すると、複数の突起のような形状が見られた。今後、サンプルの保管環境の確認と表面元素分析を予定している。

### 5 放射線照射試験

放射線による反射面への影響を調べるために、放射線医学総合研究所 HIMAC にて放射線照射試験を行った。GEO-X 計画で衛星が受ける放射線量は 10 krad/年 である。マージンも考慮して 3 年分の照射

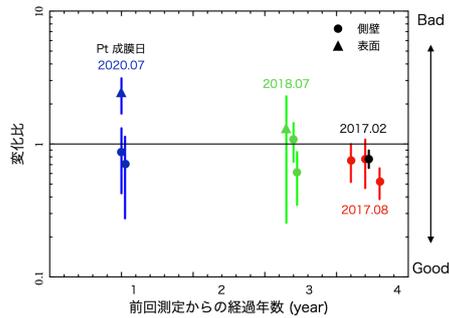


図 4: AFM で測定した Pt 成膜後反射面表面粗さの経年変化比 @ 10  $\mu\text{m}$ 。青が 2020 年 7 月成膜、緑が 2018 年 7 月成膜、赤が 2017 年 8 月成膜、黒が 2017 年 2 月成膜。丸は基板側壁である反射面、三角はベア Si 表面の結果を示す。

量である 30 krad のプロトンを照射した。放射線照射試験前後の反射率を図 5 に示す。反射率の測定には宇宙科学研究所 相模原キャンパスに設置された 30 m ビームラインを使用した。反射率に有意な差はないことから、Pt 膜は衛星が軌道上で 3 年間に受ける放射線量に耐え得ることがわかった [H. Morishita et al. (2022)]。

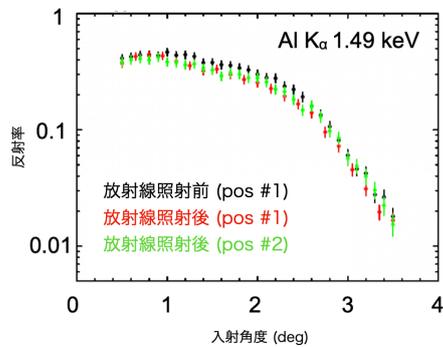


図 5: 放射線照射試験前後の反射率。黒が放射線照射前、赤と緑が放射線照射後を示す。

## 6 Co ALD

軟 X 線帯域では Si, Pt よりも Co が高反射率である。そこで我々はベア Si に Co 成膜し、世界初の Co ALD X 線全反射の実証に成功した。Co 成膜後

の反射率を図 6 に示す。反射率から求められる反射面の表面粗さは 1.0 nm rms 程度と良好で、衛星要求値を実現可能であることが示唆された [Y. Tsuji et al. (2022)]。

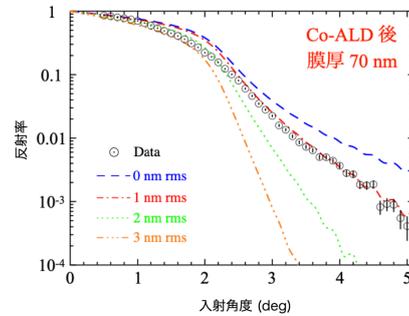


図 6: Co ALD 後のベア Si の反射率

## 7 まとめ

我々は MEMS 技術を用いた軽量で低コストな望遠鏡を開発している。本研究では世界初の X 線による地球磁気圏の撮像を目指す GEO-X 計画用基板に PEALD を用いて Pt 成膜を実施し、反射面の表面粗さを測定した。表面粗さはほぼ 1 nm rms であり良好な結果を得られた。また、Pt 膜の経年変化比を求めた結果、時間経過による有意な悪化は見られなかった。放射線照射試験では試験前後の反射率を比較し、Pt 膜は衛星が軌道上で 3 年間に受ける放射線量に耐え得ることがわかった。Pt 成膜だけではなく Co 成膜も行っており、ベア Si に Co 成膜を施し世界初の Co ALD X 線全反射の実証に成功した。今後は Pt 成膜を行ったサンプルで熱サイクル試験、振動試験を行う。Co ALD については光学系に成膜を行い、反射率を測定したい。

## Reference

- Y. Ezoe, et al., 2010, Microsys. Tech. 16, 1633
- D. Ishi, et al., 2020, APEX, 13, 087001
- H. Morishita, et al., 2022, JpGU
- Y. Tsuji, et al., 2022, ALD2022

観測 a19

GEO-X衛星に向けた迷光防止用コリメータの開発

東京都立大学大学院 理学研究科

村川 貴俊

未提出

観測 a20

可視光・形状測定による Lobster Eye Optics のアライ  
ンメント調整

金沢大学大学院 自然科学研究科  
後藤 初音

## 可視光・形状測定による Lobster Eye Optics のアラインメント調整

後藤 初音 (金沢大学大学院 自然科学研究科)

### Abstract

HiZ-GUNDAM は、高感度の広視野 X 線モニターにより突発天体を発見し、可視光・近赤外線望遠鏡による自動追観測を行う計画である。これにより、第一世代星を起源とするガンマ線バーストの探査やそれを背景光とした初期宇宙の物理状態の観測、また重力波やニュートリノ放射と同期した突発天体の観測などを行う。突発天体を監視する広視野 X 線モニターには、Lobster Eye Optics (LEO) と呼ばれる X 線結像光学系と 2 次元イメージセンサを用いたシステムが検討されている。この検出器は、0.4 – 4.0 keV の軟 X 線帯域において、約 0.5 ステラジアン視野を  $10^{-10}$  erg/cm<sup>2</sup>/s (100 秒間露光) の感度で監視する。LEO は一辺が数十  $\mu$ m の微細な四角形の穴が多数配列されたガラス基板を球殻状に湾曲させた光学系で、その内壁を X 線反射光学系として利用する。複数の LEO を球殻状に配置することで広視野のモニターを実現可能であり、入射 X 線の到来方向を HiZ-GUNDAM の目標精度  $< 3.0$  arcmin で決定するためには、LEO 同士の精密な位置検出と調整が必要である。そこで本研究では、LEO の位置検出の簡便な方法として可視光による測定を検討し、1 枚の LEO を用いて可視光に対する特性を調査した。また、2 枚の LEO を球殻上に配置するために高精度のチタン製フレームを製作し、フレームに並べた LEO の位置精度を可視光による測定と形状測定により評価した。それらの測定結果からフレーム内の LEO の機械的な位置調整をおこない、調整後の LEO とフレームに対して X 線による性能評価をおこなった。本講演では、可視光と形状測定を用いた複数枚の LEO のアラインメント調整システムについて紹介し、複数枚の LEO に同時に入射した X 線に対する結像性能評価の結果を報告する。

## 1 Introduction

Lobster Eye Optics(LEO)Angel, J. R. P. (1979) は、球状に湾曲した SiO<sub>2</sub> 板に数百万個のマイクロボアを設け、その内面を重金属でコーティングした X 線反射鏡である。軟 X 線より低いエネルギーの電磁波を反射・集光することで、宇宙 X 線背景事象の影響を効率よく低減することができる。HiZGUNDAM に搭載される広視野モニターの視野と位置精度の要求を満たすためには、複数の LEO を同一球面上に高精度で配置する必要があり、位置検出・位置合わせ方法の確立が不可欠となる。そこで、真空環境と長時間の測定が必要な X 線測定の代替案として、可視光と形状計測を用いた簡便な位置検出方法を検討した。複数枚の LEO 位置調整をする最初のステップとして、2つの LEO セグメントをアラインメント調整するためのチタン製フレームを開発し、アラインメント方法を検証した。LEO セグメントが1つの場合、可視光での LEO の特性や可視光の回折・干渉を利用し

た集光画像の回転角度の検出方法について検討した。また、2つの LEO の画像の形状を測定することで、中心部のアライメントレベルを測定し、 $< 3$  arcmin の位置精度を目標に機械的な位置調整を実施した。

## 2 実験機器

2つの LEO を球面上に配置するため、30 $\mu$ m の寸法精度でチタン製のフレームを作製した。LEO は North Night Vision Technology Co. (NNVT) で製作された2つの LEO を使用した。その仕様を表1に示す。4 図 3 および図 4 の実験装置において、LEO に可視光を照射し、その画像を一眼レフカメラで撮影した。図 1 の実験装置を用いて LEO に可視光を照射し、焦点距離の位置においてレンズを外した一眼レフカメラで可視光の像を撮影した。

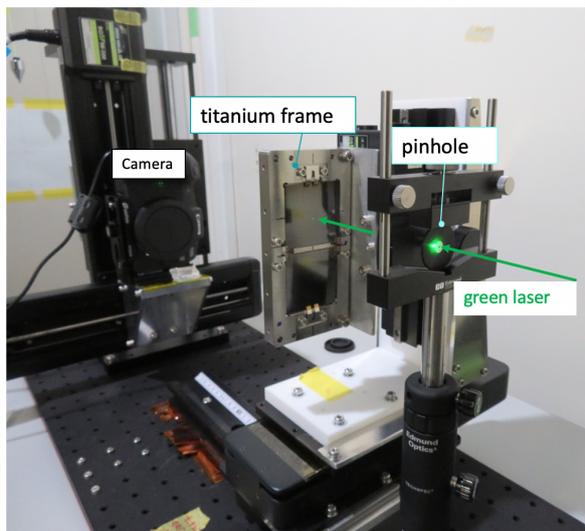


図 1: 可視光を用いた実験セットアップ

### 3 LEO の位置ずれ量の検出

複数の LEO 間のずれ (図 8) には、球面に沿った回転のずれと球に対する回転ずれの 2 種類がある。この 2 つのずれを可視光で検出し、それぞれを形状測定した。

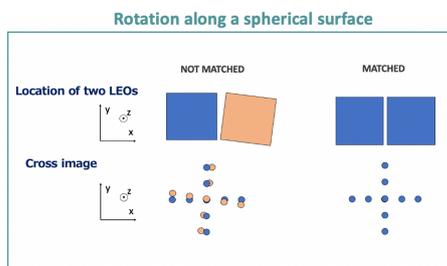


図 2: 球面に沿った回転のずれ

#### 3.1 球面内での回転のずれ

焦点面のイメージセンサー上で、回折によって生じた明点の列の回転は、微小孔の局所的な回転角度を示す。直径 1mm、波長 532 nm のレーザーを 2 つの LEO のフレームに照射し、CMOS イメージセンサーで焦点面の画像を撮影した。そして、最も明るい明点の列をセンサーの X 軸と Y 軸に投影し、ガウ

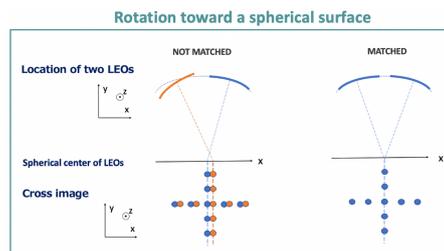


図 3: 球面に対する回転のずれ

シアンフィットを行ってピーク位置を検出した (図 4)。X 線を 1 枚の LEO に照射した際にできる十字の像の幅は 0.32 mm、長さは 10 mm である [1] ので、LEO 同士の回転のずれは  $< 0.94 \text{ deg}$  であれば 1 枚の像の幅に対して無視できる範囲とみなす。各 LEO の明点の列の傾きの平均を計算すると、LEO1 の傾きは  $0.274 \pm 0.311 \text{ deg}$ 、LEO2 の傾きは  $0.275 \pm 0.281 \text{ deg}$  であった (図 5)。LEO1 と LEO2 の回転角の最大値は、2 つの LEO の平均値から  $0.585 \text{ deg}$  と  $-0.556 \text{ deg}$  である。このことにより、LEO1 と 2 の回転のずれは、1 枚の LEO の十字の幅に対して無視できる角度であることが示された。

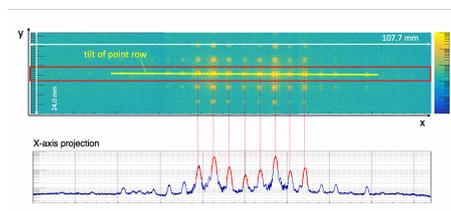


図 4: 焦点面のイメージセンサーで撮影された可視光像 (上) の X 軸射影を取得し、ガウシアンフィットにより明点のピーク位置を求める (下)

#### 3.2 球面に対する回転のずれ

2 枚の LEO の級の中心位置がずれている場合、イメージセンサー上で十字像の中心がずれる (図 3)。2 つの LEO の曲率を非接触 3 次元形状測定で測定したところ、曲率は  $752.15 \pm 0.58 \text{ mm}$  であった。LEO1 の曲率は  $752.15 \pm 0.58 \text{ mm}$ 、LEO2 の曲率は  $750.62 \pm 0.56 \text{ mm}$  であることが確認された。次に、この 2

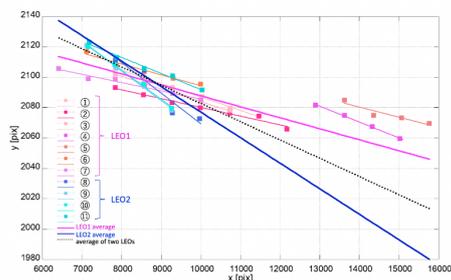


図 5: センサ上での明点の位置を LEO へのスポット照射の場所ごとに色分けしてプロットしている (LEO1 は暖色、LEO2 は寒色、LEO1 の傾き平均はピンク、LEO2 の傾き平均は青)。

つの LEO をフレームにセットし、その 3次元形状を一度に測定した (図 6)。そして、LEO の平均曲率を  $751.38 \pm 0.80\text{mm}$  とし、形状データの各 LEO の領域で球面関数を用いてフィッティングを行った。LEO1 と 2 の球面中心偏差は、x 軸方向に  $0.544 \pm 0.080\text{mm}$ 、y 軸方向に  $0.065 \pm 0.034\text{mm}$  であった。これはイメージセンサー上の十字中心位置のずれに換算すると、 $4.98 \pm 0.73\text{arcmin}$  と  $0.59 \pm 0.31\text{arcmin}$  となる。Y 軸方向のずれは許容範囲だが、X 軸方向のずれは 3 arcmin 以上となり、機械的な調整が必要であることが判明した。

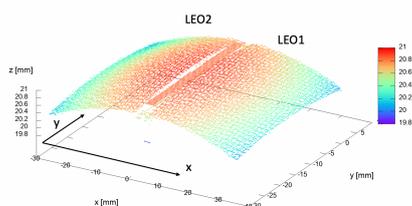


図 6: フレームに格納した 2 枚の LEO の形状測定データ

## 4 機械的な位置調整

チタン製フレームの中に格納した 2 枚の LEO に対し、Sec.4.2 に示した位置ずれ検出法を用いて位置合わせを行った。LEO1 のつくる十字の位置を基準位置とし、LEO2 を支えるフレームの底面にステンレ

ス製のシムプレートを設置することで、LEO2 の下端を持ち上げ LEO1 の球面上に一致するようにアライメント調整をおこなった (図 7)。



図 7: LEO はそれぞれ 3 点で支持され、左側の赤丸で囲まれた LEO2 の下になるフレーム部分にシムプレートを設置しかさ上げにより位置調整をおこなった。

形状測定とシム調整を 3 回繰り返して、シムの厚さは 0.05mm、0.02mm、0.01mm の 3 種類を用いて調整をおこなった。最終的に LEO1 と LEO2 の球面中心座標から推定した十字の中心のずれは、X 軸方向に  $0.28 \pm 0.31 \text{ arcmin}$ 、Y 軸方向に  $-0.01 \text{ arcmin}$  であり、 $< 3 \text{ arcmin}$  の目標精度を達成した (図 8)。

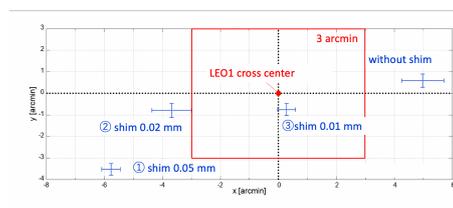


図 8: LEO1 の十字の中心を基準とした LEO2 の十字の中心の推定座標

## 5 X線によるアライメント測定

形状測定の結果を元に位置調整した LEO のアライメント精度を X 線において評価するために、2 枚の LEO を格納したチタンフレームに X 線を照射し、焦点距離を変化させながら CMOS イメージセンサーにより X 線集光像を撮影した。2 枚の LEO からの十字の像の中心は図 9 のように離れており、イメージセンサーの Y 軸に対して像を射影したヒストグラムにガウシアンフィットをおこなうことで、Y 軸上での十字の中心の位置を求める (図 10)。各焦点距離において十字の中心をプロットしたグラフを見ると、焦点距離に比例して十字の中心が離れていくことが判明し、基

準となる LEO1 の焦点距離 355.58 mm において 2 つの LEO の十字の中心同士の距離は 2.87 mm と求められ、焦点距離を用いて角度に換算すると 27 arcmin という結果になった。

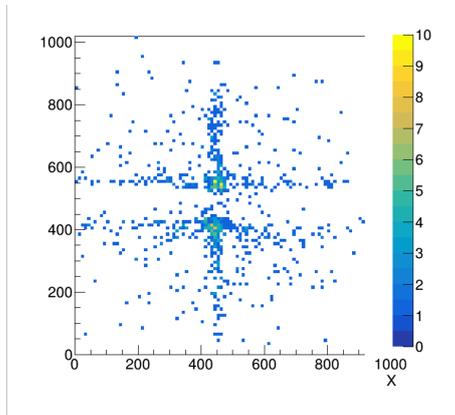


図 9: 焦点距離 355 mm における 2 枚の LEO からの X 線集光像

形状測定を用いて測定し、調整が必要であることがわかったためにシムによる機械的な位置調整をおこなった結果、推定される十字の中心の位置のずれは目標精度の  $< 3$  arcmin を達成した。しかし、X 線を用いて再度アラインメント評価をおこなった結果、実際には十字の中心の位置のずれは 27 arcmin という結果が得られた。この形状測定と X 線測定の結果の相違の原因として、形状では LEO の球殻状の表面を測定する一方、X 線では LEO の内部のマイクロポアの壁面の角度を測定しており、LEO の製作精度の限界により球殻面とマイクロポアの間に歪みが生じていることが考えられる。

現在、X 線を用いた測定を元に機械調整を再度おこなっているが、先述のように X 線では真空環境が必要かつ長時間の測定が必要となる。従って今後は可視光を用い、調整が必要な球面に対する回転ずれ量についても検出する方法を検討する予定である。

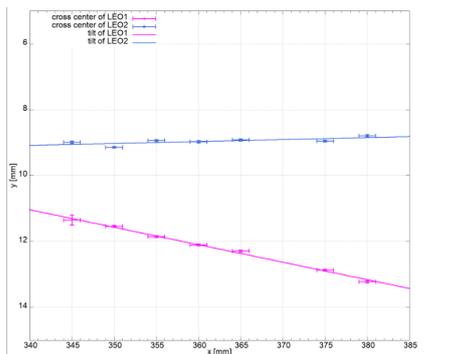


図 10: 焦点距離各焦点距離におけるセンサ上での十字の中心の位置 (ピンクが LEO1、青が LEO2)

## Reference

Angel J. R. P. 1979, Astrophysical Journal

## 6 Conclusion

本研究では、広視野 X 線モニターの構築に向けて複数枚の LEO の位置調整を可視光と形状測定を用いておこなう方法を検討した。LEO が構成する球面に沿って回転するずれ量を可視光を用いて測定したところ、フレームに格納した LEO 同士は 1 枚の LEO の X 線像の幅に対して十分小さなずれ角で無視できることが判明した。球面に対して回転するずれ量は

観測 a21

全天MeVガンマ線観測衛星AMEGOにおけるコンプトン再構成アルゴリズムの研究

広島大学大学院 先進理工系科学研究科  
末岡 耕平

# 全天 MeV ガンマ線観測衛星 AMEGO における コンプトン再構成アルゴリズムの研究

末岡 耕平 (広島大学大学院 先進理工系科学研究科)

## Abstract

全天 MeV ガンマ線観測衛星 AMEGO は、2030 年頃の打ち上げを目指しており、2.5 sr の広い視野や数 100 keV から数 GeV の広いエネルギー帯域、高い偏光感度でガンマ線観測を行うことができる。そのため、AMEGO は極限宇宙現象の理解やマルチメッセンジャー天文学の進歩に大きく寄与することが期待されている。

AMEGO が数 100 keV から数 MeV のガンマ線観測を行う場合、両面シリコンストリップ検出器を 60 層に積み重ねた Tracker においてコンプトン散乱を生じさせ、散乱したガンマ線を CZT 半導体検出器からなる Calorimeter で捕獲する。そして、ガンマ線が検出器と反応する際に落としたエネルギーとその位置から、入射ガンマ線のエネルギーと到来方向を求めることができ、この過程をコンプトン再構成と呼んでいる。

本研究では、AMEGO によるガンマ線バーストのガンマ線偏光観測を検討することを目的として、数 100 keV から 1 MeV における AMEGO のコンプトン再構成の検討を行っている。数 100 keV から 1 MeV で特に強い放射が生じるプロンプト放射のメカニズムは未だ解明されていないが、AMEGO の偏光観測により明らかになると考えられる。そこで、粒子と物質の相互作用をシミュレートするためのツールキットである Geant4 を用いてガンマ線と AMEGO 検出器の相互作用を模擬し、コンプトン再構成を行うためのアルゴリズムを「ひとみ」衛星 SGD の方法を参考にして構成しつつある。このとき、コンプトン散乱が複数回生じる場合についても考慮している。

現在は、コンプトン散乱が生じた際に検出器の外へ飛び出す入射ガンマ線や、発生する蛍光エックス線や電子の処理などを行うことによって、アルゴリズムの性能を向上させている。本講演では、コンプトン再構成アルゴリズムの現状について報告する。

## 1 はじめに

センジャー天文学の発展に大きく寄与することが期待されている。

### 1.1 AMEGO

AMEGO とは、2030 年ごろの打ち上げを目指している全天 MeV ガンマ線観測衛星である。CGRO 衛星に搭載された COMPTEL 検出器以降、観測が進んでいない 0.1 MeV から 100 MeV の MeV 帯域のガンマ線観測において期待されている。AMEGO と COMPTEL 及びその他の衛星の感度を図 1 に表した。また、AMEGO は、天球の 20 % の広い視野や、数 100 keV から GeV の広い観測帯域でガンマ線観測が可能のため、全天ガンマ線モニターであるフェルミ衛星の後継機としても期待されている。AMEGO はこれらの広い視野や広いエネルギー帯域に加え、高い偏光感度により、極限宇宙現象の理解やマルチメッ

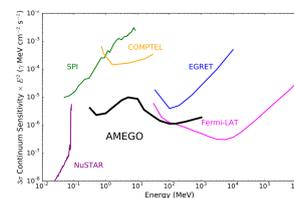


図 1: 各検出器の感度比較。[1]

### 1.2 AMEGO によるガンマ線観測

数 100 keV から数 MeV のガンマ線を観測する場合には、コンプトン散乱と光電吸収によりガンマ線

が落としたエネルギーと反応した位置から、入射ガンマ線のエネルギーと到来方向を求めることができ、この過程をコンプトン再構成と呼ぶ。図2のように、入射ガンマ線が検出器においてコンプトン散乱した後、別の検出器で光電吸収される場合を考える。

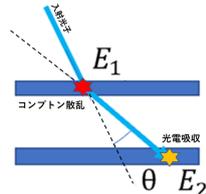


図2: コンプトン散乱後に光電吸収が生じる様子。

入射ガンマ線が散乱時に検出器に落としたエネルギーを  $E_1$ 、散乱後のエネルギーを  $E_2$  とすると、散乱角  $\theta$  は以下のように表すことができる。

$$\cos \theta = 1 - \frac{m_e c^2}{E_2(E_1 + E_2)} E_1$$

したがって、入射ガンマ線が落としたエネルギーと反応した位置が得られれば、入射ガンマ線の到来方向を角度  $\theta$  の円錐(コンプトンコーン)上に制限することができる。これが、最も単純なコンプトン再構成である。コンプトンコーンが複数交わる部分がガンマ線の到来方向であると推定できる。

入射ガンマ線のエネルギーが数 100keV 以上の場合、コンプトン散乱の際に反跳電子が検出器から飛び出し、その際の移動方向を得ることで、各ガンマ線の到来方向をコンプトンコーンの一部分に制限することができる。この場合、より正確なイメージングが可能になる。

### 1.3 ガンマ線バースト

ガンマ線バーストとは、宇宙で瞬間的に最も明るい物理現象である。秒程度から 100 秒程度にわたってガンマ線が閃光のように放出される。ガンマ線バースト発生直後のプロンプト放射と呼ばれ、1 MeV より低いエネルギー帯において強い放射をする。その発生メカニズムは未だ解明されていないが、シンクロトロン放射によるものならば、ガンマ線の偏光情報を調べることで、具体的な放射メカニズムを探ることが可能になる。

## 2 研究目的

ガンマ線バーストのプロンプト放射は数 100 keV から 1 MeV で特に強い放射をするため、そのメカニズムは数 100 keV から 1 MeV における AMEGO のガンマ線偏光観測によって明らかになると考えられる。そこで、AMEGO によるガンマ線バーストのガンマ線偏光観測を検討することを目的として、数 100 keV から 1 MeV における AMEGO の反跳電子を利用しないコンプトン再構成の検討を行う。本研究ではまず、AMEGO とガンマ線の反応を模擬するシミュレータを作成し、それを利用してコンプトン再構成アルゴリズムを構築する。

## 3 シミュレータの作成

C++ ツールキットの Geant4 を使用することで、AMEGO のモンテカルロシミュレータを作成し、検出器とガンマ線の相互作用を模擬した。

## 4 コンプトン再構成アルゴリズムの開発

入射ガンマ線が検出器と反応し終わるまでを「イベント」と呼び、1 イベントにおける入射ガンマ線と検出器との相互作用一つ一つを「ヒット」と定義する。各イベントのヒット情報の記録順番と実際の反応順序の間には関係がなく、 $n$  ヒットイベントが検出された場合は  $n!$  通りの反応順序が考えられる。そのため、コンプトン再構成とは、イベントの反応順序を決定し、入射ガンマ線のエネルギーと到来方向を求めることとする。

検出される  $n$  ヒットイベントのヒット情報(反応した位置  $\mathbf{r}_i$  及び落としたエネルギー  $e_i$ ) は、下付き数字を反応が記録された順番とすると、以下で表される。

$$\{(\mathbf{r}_0, e_0), (\mathbf{r}_1, e_1), \dots, (\mathbf{r}_{n-1}, e_{n-1})\}$$

入射ガンマ線がヒットした際に落とすエネルギー  $e_i$

から求まる  $i$  番目のヒットの散乱角

$$\cos \theta_{iK} = 1 - \frac{m_e c^2}{\sum_{j=i+1}^{n-1} e_j} + \frac{m_e c^2}{\sum_{j=i}^{n-1} e_j}$$

とヒットの位置  $\mathbf{r}_i$  から求まる  $i$  番目のヒットの散乱角

$$\cos \theta_{iG} = \frac{\mathbf{r}_i - \mathbf{r}_{i-1}}{|\mathbf{r}_i - \mathbf{r}_{i-1}|} \cdot \frac{\mathbf{r}_{i+1} - \mathbf{r}_i}{|\mathbf{r}_{i+1} - \mathbf{r}_i|}$$

の二つの物理量を用いて、コンプトン再構成を行う。 $n!$ 個の反応順序それぞれにおいて、以下の 1~4 の条件を順にかけ、全ての条件を満たす反応順序をただ一つ抽出し、再構成完了とする。

1. 蛍光エックス線によるヒットを持たない。
2.  $|\cos \theta_{iK}| \leq 1$  である反応順序。  
2 ヒットイベントの場合、一意に反応順序が決まらなければ棄却し、一意に決まれば再構成完了とする。
3. 二回目の散乱以降、 $\cos \theta_{iK}$  と  $\cos \theta_{iG}$  が一致する反応順序。
4. 残った複数の反応順序のうち、各ヒットで  $\cos \theta_{iK}$  と  $\cos \theta_{iG}$  の差が最小となる反応順序。

100–600 keV のガンマ線を AMEGO 検出器の真上から垂直に入射するシミュレーションを行い、その際に生じた 2–5 ヒットイベントのコンプトン再構成を試みた。検証のため、入射ガンマ線のエネルギーが全て検出器に落ち、かつ、蛍光 x 線などの二次的な粒子による単独のシグナルの無いイベントに注目する。注目しているイベントに対する、コンプトン再構成アルゴリズムを通過し再構成されたイベントの割合を図 3 に、再構成されたイベントに対する、再構成結果が正解と一致したイベントの割合を図 4 に表した。

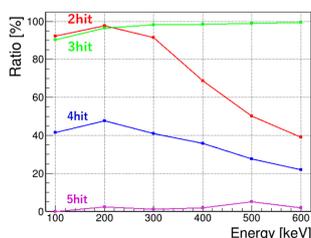


図 3: 注目しているイベントに対する、再構成されたイベントの割合。

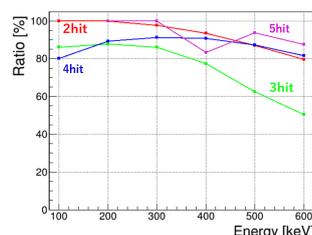


図 4: 再構成されたイベントに対する、再構成結果が正解と一致したイベントの割合。

図 3 では、2–3 ヒットイベントは 100–300 keV の範囲で 90 %以上の率に達している。また、図 4 では、100–300 keV の範囲でどのヒットイベントにおいても 80 %以上の率に達しており、また、高エネルギーになるにつれて、シリコン検出器の下にある長さ 40 mm の CZT 検出器にヒットする確率が高まることで、検出器の長さによる位置分解能の影響が生じ、率が減少していると考えられる。

## 5 マージアルゴリズムの開発

入射ガンマ線や蛍光 x 線などを含む素粒子が検出器と反応した際に、反応した地点のピクセルで得られる信号を「シグナル」と定義する。

再構成されるイベント数を増やすため、蛍光 x 線の単独のシグナルがあるイベントの再構成を考える。

蛍光 x 線が生じた 3 シグナルイベントを図 5 に表した。蛍光 x 線のエネルギーを元のヒットへマージできれば、ガンマ線の 2 ヒットイベントとして再構成することが可能になる。

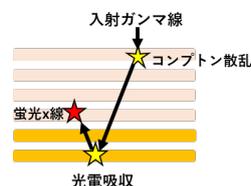


図 5: 蛍光 x 線が一つ生じた 3 シグナルイベント。

蛍光 x 線は検出器を構成する元素ごとにある特定のエネルギーを持って生じるものであり、また、シミュレーションの結果、ある特定の距離離れた地点

に走る傾向が強く見られるため、各シグナルのエネルギーとシグナル間の距離、蛍光 x 線の既知のエネルギーを用いて以下の 1、2 の順にマージを行う。

1.  $e_i$ =(蛍光 x 線の既知のエネルギー) となるシグナルがただ一つある場合、そのシグナルを蛍光 x 線とする。
2. 蛍光 x 線を出し得る検出器に生じており、蛍光 x 線のシグナルとの距離  $r$  が特定の範囲を満たすシグナルを元のヒットと判定し、蛍光 x 線のデポジットエネルギーをマージする。  
 複数の元のヒット候補がある場合、距離  $r$  が最も小さいシグナルを元のヒットとする。

検証のため、100–600 keV のガンマ線を Si と CdTe から成る 6 層の簡単な検出器の真上から垂直に入射するシミュレーションを行い、生じた 2–6 シグナルイベントのマージとコンプトン再構成を試みた。検証のため、入射ガンマ線のエネルギーが全て検出器に落ち、蛍光 x 線によるシグナルが一つあるイベントに注目する。注目しているイベントに対する、マージアルゴリズムを通過しマージされたイベントの割合を図 6 に、マージされたイベントに対する、マージ結果が正解と一致したイベントの割合を図 7 に表した。

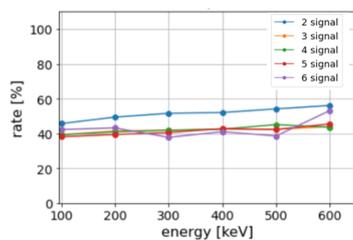


図 6: 注目しているイベントに対する、マージされたイベントの割合。

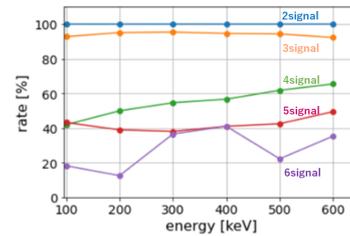


図 7: マージされたイベントに対する、マージ結果が正解と一致したイベントの割合。

図 6 に関しては、どのシグナルイベントにおいても、40–50 %程度に達している。図 7 では、2–3 シグナルイベントは 90 %以上に達しており、シグナル数が増えるにつれ、マージ先の候補が増えてマージ先を間違えやすくなるため、率が低下していると考えられる。

## 6 結果と今後の展開について

入射ガンマ線のみシグナルによるイベントと蛍光 x 線が生じるイベントの再構成を行うアルゴリズムを開発することができた。なお、再構成、マージの検証は、検出器の分解能が反映されたエネルギーと位置の値を使用して行った。

今後は、再構成されるイベントをさらに増やすために、電子のシグナルにも対応したマージアルゴリズムを開発する必要がある。

## Reference

- [1] AMEGO\_Decadal\_RFI.pdf,  
[https://asd.gsfc.nasa.gov/amego/files/AMEGO\\_Decadal\\_RFI.pdf](https://asd.gsfc.nasa.gov/amego/files/AMEGO_Decadal_RFI.pdf)
- [2] Mthesis\_ichinohe.pdf,  
[https://rd.kek.jp/ronbun/2013/Mthesis\\_ichinohe.pdf](https://rd.kek.jp/ronbun/2013/Mthesis_ichinohe.pdf)

## 観測 a22

# 水チェレンコフ検出器アレイによる最高エネルギー宇宙線観測

京都大学大学院 理学研究科  
難波 宏樹

# 水チェレンコフ検出器アレイによる最高エネルギー宇宙線観測

難波 宏樹 (京都大学大学院 理学研究科)

## Abstract

我々の目標は宇宙から飛来する宇宙線の起源を探ることである。この目標を達成するために我々は宇宙線、なかでも高エネルギーがゆえに磁場による影響を受けづらく地球へほぼ一直線で飛来する最高エネルギー宇宙線に焦点を当てて観測を進めているが、これまでの観測では最高エネルギー宇宙線は到来数が少なく、十分な統計量が得られていない。そこで統計量を増やすために 3000 km<sup>2</sup> の面積を持つアルゼンチンのピエールオージェ観測所を中心に観測が進んでいる。ピエールオージェ観測所では 1.5 km 間隔で 1600 個配置された水チェレンコフ表面検出器及び空気シャワーで発生する蛍光を観測する大気蛍光望遠鏡の両方によるハイブリッド観測を行っている。現在ではケンタウルス座 A といった近傍の活動銀河核や星形成が非常に活発な銀河などが、宇宙線過剰領域と重なっているため到来起源候補に挙げられているが、統計量が不足しているために解析がそれほど進んでいない段階であり、これからの観測データの解析による新発見や新たな解析の余地が多く残されている。本講演では、ピエールオージェ観測所における最新の成果のまとめについて報告し、さらには検出器アレイの動作原理の理解のために自作した水チェレンコフ検出器による測定結果についても補足する。

## 1 最高エネルギー宇宙線

最高エネルギー宇宙線とは概ね GZK 限界 ( $5 \times 10^{19}$  eV) 以上のエネルギーを持つ宇宙線のことと認識されており、宇宙で最もエネルギーの高い粒子である。その莫大なエネルギーのために銀河磁場で曲げられずに地球までほぼ一直線で到来していると考えられている。天体起源の宇宙線であれば、最高エネルギー宇宙線を観測することにより、宇宙線起源が分かるとともに、宇宙における天体現象の解明につながるかと期待されている。しかし、宇宙線の到来数はエネルギーのマイナス 3 乗に比例することや GZK カットオフの影響により、最高エネルギー宇宙線は十分な統計量を確保することができていない現状がある。(図 1) GZK カットオフとは、最高エネルギー宇宙線が宇宙背景放射と相互作用 ( $p + \gamma \rightarrow p + \pi^0$ ) して、エネルギーを失うため最高エネルギー宇宙線の到来数が少なくなる現象。GZK カットオフ ( $4 \times 10^{19}$  eV) 以上の宇宙線は近傍のみからきているというもので、最高エネルギー帯の宇宙線は到来数が少ないと考えられている。現行の観測実験では数十 EeV 以上の宇宙線における到来方向の異方性がいくつか報告されているが、最高エネルギー宇宙線は到来数が少なく

信頼に値する有意度が足りていないため、年間観測事象を一桁以上増やす必要がある。

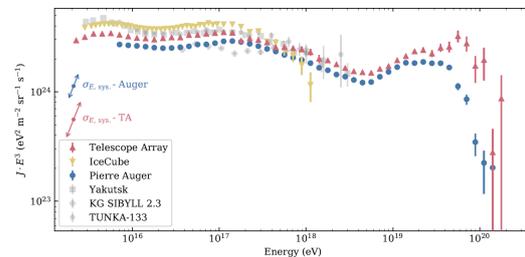


図 1: エネルギーと到来数分布。縦軸はエネルギーのマイナス 3 乗の補正がかけられているため、エネルギーと宇宙線到来量には負の相関があることがわかる。[1]

### 1.1 PierreAuger 実験

アルゼンチンにある PierreAuger 観測所では 2004 年から観測が続けられていて、宇宙で最もエネルギーの高い粒子を研究している。PierreAuger 観測所では、宇宙からやってくる宇宙線が大気に突入した際に大気中の原子核と反応して二次粒子が発生するという

空気シャワー現象を利用して宇宙線の観測を行っている。

地上には Scintillation Surface Detector(SD) と呼ばれる水チェレンコフ検出器を 1.5km 間隔で配置し、同時に空気シャワーからの蛍光を Fluorescence Detector(FD) と呼ばれる大気蛍光望遠鏡で同時観測する。SD は 24 時間観測が可能、FD はシャワーを横方向から捉えるため、最大発達やエネルギー、組成を検出しやすいといった長所がそれぞれある。[1][6]

## 1.2 組成

最高エネルギー宇宙線の組成は陽子ではなく、重たい原子組成であることが分かってきている。(図2)  $10^{17}$ eV 付近では、銀河系内由来の鉄などの重たい元素による宇宙線が主な構成要素となっている。エネルギーが上がって  $10^{18}$ eV 以上になると、銀河系外由来の陽子の宇宙線が主成分となる。しかし、 $10^{20}$ eV 付近で再び鉄のような重たい元素が主成分の構成になっている。この部分に関しての理由はまだ分かっていない。

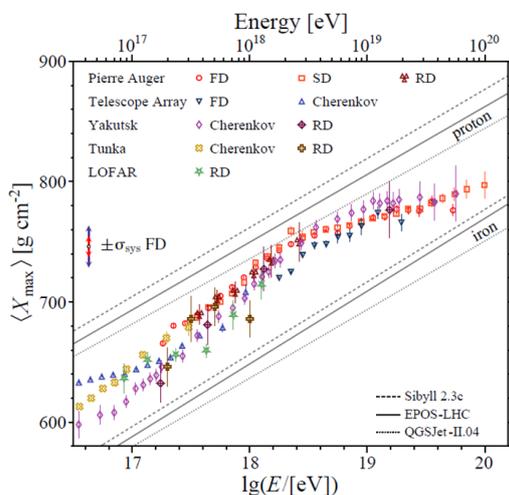


図 2: 質量組成 [1]

## 2 宇宙線観測

実際にアルゼンチンの PierreAuger 観測所で行われている宇宙線観測の手法を真似て、到来方向決定

実験を行った。本実験では図のような測定回路を用いた。(図4) また、PMT に関する基本実験も併せて行った。(図5) 今回の実験では、水タンクによる水チェレンコフ放射を利用した宇宙線ミュオンの観測及び三地点の到来時間差から宇宙線の到来方向決定までを目標として実験を行った。

### 2.1 基本原理

宇宙線の到来方向を決定するために、3 地点観測での時間差を利用する。図3の計算で到来方向を決定した。3か所の検出器を使うが、直角二等辺三角形となるように配置されている。 $R_{12}$  は1つ目の検出器と2つ目の検出器の距離を表す。 $R$  は今回の実験において、 $R_{12} = R_{13} = R$ としたものである。

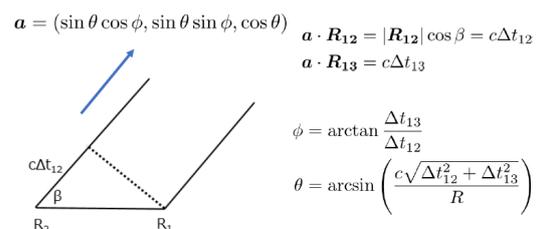


図 3: 到来方向決定原理

### 2.2 本実験

図4のような測定回路を作成した。PMT を半分まで水が浸かっているタンクに設置して水チェレンコフ検出器を作成した。3つのタンクは 2.5m 間隔で直角二等辺三角形となるように配置した。宇宙線が飛来すると、水タンク内部で水チェレンコフ放射が起こる。水チェレンコフ放射からのチェレンコフ光が PMT へ入ると電荷信号へ変換される。その信号をオシロスコープを利用して時間差解析するという流れになっている。

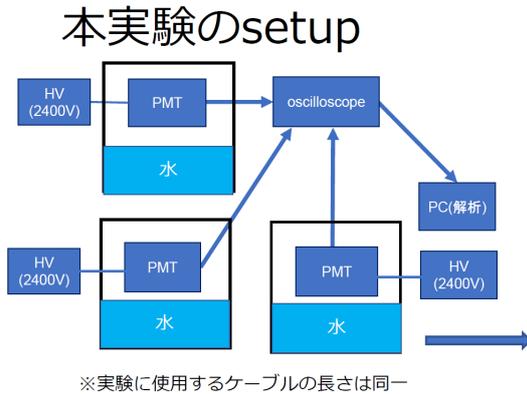


図 4: 測定回路

結果は表 1 のようになった。

表 1: 到来方向

|     | Event1 | Event2 | Event3 | Event4 |
|-----|--------|--------|--------|--------|
| 方位角 | 292°   | 68°    | 82°    | 43°    |
| 天頂角 | 9°     | 40°    | 65°    | 29°    |
| 赤緯  | 44°    | 75°    | 80°    | 64°    |
| 赤経  | 18h36m | 22h40m | 0h12m  | 21h32m |

また、この実験に付随して、図 5 の一光電子測定も行った。一光電子測定は同じ PMT であってもゲインが同じであるとは限らないため実験の前段階として行われるゲイン測定実験である。一つ目のピークは pedestal で、2 つ目のピークが 1 光電子となっている。本実験から PMT の Gain は  $9.0 \times 10^6$  であることがわかった。

$$e \times \text{Gain}(\text{PMT}) \times 1(\text{p.e.}) = \frac{1}{R} \int V dt \quad (1)$$

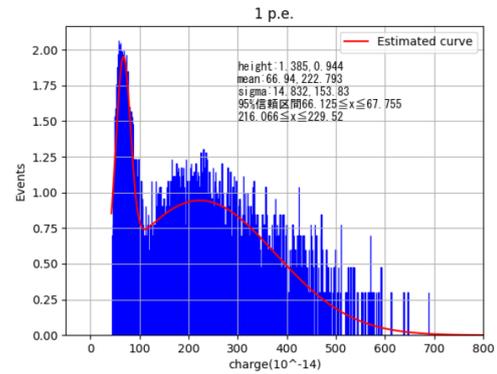


図 5: 1 光電子測定

### 3 異方性解析

PierreAuger 宇宙線観測所では、2004 年から最高エネルギー宇宙線観測を行っている。PierreAuger において 2004 年から 2014 年までの 10 年間に到来した  $52\text{EeV}$  以上の宇宙線データの到来方向分布をプロットしたものが、図 6 である。[2] この状態では統計量が不足しており異方性が確認できないため、oversample 操作を行う。oversample 操作は到来宇宙線方向からある開き角以内にはさらにデータがあるという重み付けをしたものであり、仮想的に統計量を増やした宇宙線データを得ることができる。実際に、図 7 では開き角 28 度の oversample 補正を加えたものである。赤経 200 度、赤緯 -40 度近辺に宇宙線の過剰を見て取ることができる。この近辺には CentaurusA [赤経 201°、赤緯 -43°] という電波銀河があり、宇宙線起源天体候補に挙げられている。図 8 は、その CentaurusA からの開き角分布である。開き角 15 度あたりで  $3\sigma$  を超える異方性が確認できる。このことは CentaurusA が最高エネルギー宇宙線の起源天体候補であるとする主張を補足している。

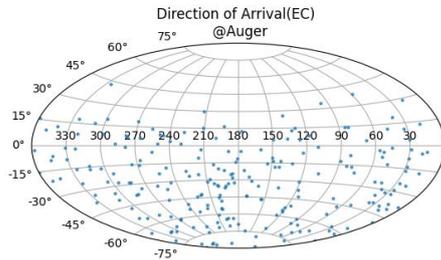


図 6: 52EeV 以上の宇宙線到来方向分布。データ量が少なく、十分な解析ができるだけの統計量が確保されていないことがわかる。

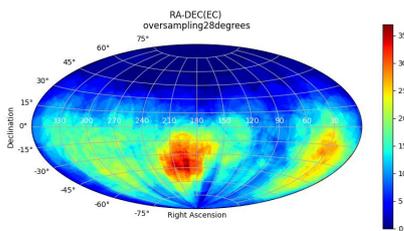


図 7: 到来方向分布。28度の oversample 補正をかけている。この解析では赤経 200 度、赤緯-40 度あたりに宇宙線の過剰が確認できる。CentaurusA との相関が示唆されているところである。

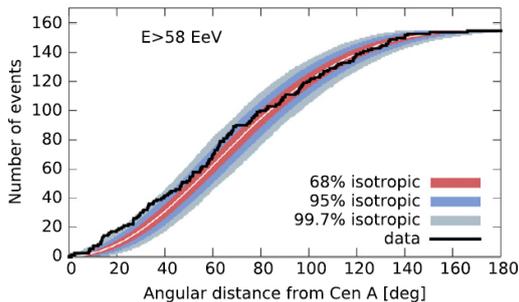


図 8: CentaurusA からの開き角分布 [2]

## 4 現状

現在までに、報告されている最高エネルギー宇宙線と天体との相関は表 2 のようなものがある。[3][4][5]

有意度は等方分布を仮定した場合からの特異性具合を表しており、 $5\sigma$  が有意の目安となっている。表からもわかる通り、現状は統計量不足に起因する有意度不足となっている状況である。活動銀河角 (AGN)、CentaurusA、スターバースト銀河、ガンマ線バースト、マグネターといった天体が最高エネルギー宇宙線起源天体の候補として挙がっている。

表 2: 最高エネルギー宇宙線と天体の相関と有意度 [3][4][5]

| 年    | エネルギー閾値 | 有意度         | 天体           |
|------|---------|-------------|--------------|
| 2007 |         | $2.7\sigma$ | 近傍 AGN       |
| 2017 | 8EeV    | $5.2\sigma$ | Auger Dipole |
| 2018 | 39EeV   | $4.0\sigma$ | starburst 銀河 |
| 2021 | 37EeV   | $3.9\sigma$ | CentaurusA   |

## 5 まとめ

ピエールオージェ実験に限らず、最高エネルギー宇宙線の解析は統計量不足により十分な有意度が足りていないことを見てきた。AugerPrime といった拡大観測計画も進んでいる。今後の観測による統計量の増加、さらなる高精度な異方性解析への期待が高まっている。

## Reference

- [1] A. Coleman et al(2022) 2205.05845
- [2] A Aab et al(2015) The Astrophysical Journal, 804:15
- [3] A Aab et al (2017) DOI: 10.1126/science.aan4338
- [4] A Aab et al(2018) The Astrophysical Journal Letters, 853:L29
- [5] J.Abraham et al(2007) DOI:10.1126/science.1151124J
- [6] <https://www.auger.org/>
- [7] 木村優介 (2021) 修士論文

観測 a23

弾性体モデルを用いた画像データ同士の滑らかで高精度な接続手法の研究

京都大学大学院 理学研究科  
杉津 萌

# 弾性体モデルを用いた画像データ同士の滑らかで高精度な接続手法の研究

杉津 萌 (京都大学大学院 理学研究科)

## Abstract

天文衛星による広域サーベイ画像や月面撮像画像などの天文画像の作成の際には、撮影領域をいくつかの小領域ごとに分けて撮影し、繋ぎ合わせて 1 枚の広範囲の画像を取得する。このとき取得された小領域の各画像データ (要素データ) 上には複数の誤差が乗っており、従来の要素データ同士の接続手法では誤差の処理が不十分であったため、接続後の画像データ (全体データ) には要素データ同士の重複領域に不自然な段差が生じていた。

そこで我々は要素データを弾性体の梁または板として扱い、接続時に要素データの変形による弾性体エネルギーが最小となるという条件の下で接続することで、従来の手法と比較して滑らかかつ統計的に誤差が処理された状態で全体データを作成することに成功した。

## 1 Introduction

天文衛星により取得された画像や、月面撮像画像などの天文画像には、主に 3 種類の誤差が発生している。それは、(1) 観測機器の校正不足や測定方法のくせなどにより生じ、測定ごとに一定の傾向を持つ系統誤差、(2) 測定ごとに偶然的に生じ、一定の傾向を持たない偶然誤差、(3) 測定の間温度や湿度などの環境が連続的に変化することにより生じるドリフト誤差、である。広域サーベイ画像や広範囲の天体表面の画像などは、一般的に小領域を撮影した画像データ (要素データ) を接続して一枚の広範囲の観測画像データ (全体データ) を作成する。接続手法として、重複領域に対して加重平均をとる接続手法や、最小二乗法による接続手法が従来とられてきた。しかし、これらの手法ではドリフト誤差を処理しきれず、接続されて出来た画像データ (全体データ) には不自然な段差が生じる。結果として、梁モデルを用いて作成した全体データについて、加重平均をとり接続して作成した全体データと比較し、不自然な段差がなく滑らかに接続されることを確認した。また、板モデルによる接続手法の開発も現在行っている。

## 2 Methods

この問題点を解決するために、要素データ上に存在するドリフト誤差を、変形が可能な弾性体の梁または板としてモデル化した。そして、重複領域で要素データ同士の画素値が一致し、かつ変形による弾性体エネルギーが最小となるという条件の下で弾性体同士を接続し、ドリフト誤差を校正する手法を開発した。要素データ同士の接続計算の際には、梁モデルの場合には Euler-Bernoulli の梁理論に基づいた梁状のメッシュを、板モデルの場合には Kirchhoff-Love の仮定に基づいた板状のメッシュを要素データからそれぞれ作成し、有限要素法を用いて計算を行った。

### 2.1 梁モデルによる 2 枚の要素データ同士の接続

この実験では、縦 50 ピクセル、横 29 ピクセルの月と地球の画像を用意し、中心 8 ピクセルが重なるように接続した。2 枚の画像は全く異なるものだが、重複領域の不連続性の緩和を実証するために実験を行った。また、接続結果を算術平均と梁モデルを比較し、重複領域の境界部分における滑らかさを定性的に比較した。

## 2.2 モデルによる小規模な画像の接続及び大規模な要素データ同士の接続に向けたコード開発

この実験では、縦2ピクセル、横3ピクセルの画像1と、縦2ピクセル、横2ピクセルの画像2を、画像1の半分の領域と画像2の全体が重なるように接続した。本実験は、現在開発中である、より大規模な要素データ同士の板モデルによる接続コードの試験として行った。

## 3 Results

結果として、梁モデルによる要素データ同士の接続は算術平均と比較して不自然な段差が少なく滑らかな結果となった。また板モデルによる小規模な画像同士の接続も正しく実行でき、現在開発中のコードが正常に動作することが確認された。

## Reference

石井遊哉, 弾性体モデルによるデータ接続のアルゴリズム開発と実験的検証, 2017, 京都大学大学院修士学位論文

## 観測 b01

45m 電波望遠鏡 43/86GHz 観測用 Perforated Plate 型周  
波数フィルターの評価

大阪公立大学大学院 理学系研究科  
野曾原 千晟

## 45m 電波望遠鏡 43/86GHz 観測用 Perforated Plate 型 周波数フィルターの評価

野曾原 千晟 (大阪公立大学大学院 理学系研究科)

### Abstract

我々は野辺山 45m 電波望遠鏡において 22、43、86GHz 帯 VLBI 同時観測システムを構築すべく、22/43GHz 帯及び 43/86GHz 帯 Perforated Plate 型周波数分離フィルタの開発を行ってきた。22/43GHz 帯分離フィルタの電気的性能については設計通りの結果が得られており、VERA20m アンテナとの VLBI 観測に成功している。しかしそのスケールモデルである 43/86GHz 帯分離フィルタについての性能評価は未完了であった。そこで本研究では、67-117GHz 帯フリースペース測定を構築し、シミュレーションとの比較を行った。本フィルタで特に重要となるパラメータは、斜入射における透過特性である。なぜなら 86GHz 帯受信機の雑音上昇に大きく起因するからである。そこで電磁界解析ソフトを用いて、周期的境界条件を仮定した単位構造に平面波を  $30^\circ$  で入射した時の透過特性を計算した結果、80-90GHz において -0.2dB 以上という結果が得られた。この結果と比較するために VNA、Extender、コルゲートホーン、誘電体レンズで構築されるフリースペース測定系を構築した。ビームウェストにフィルタを設置し、入射角  $30^\circ$  での状態で透過特性を測定した。

### 1 Introduction

長野県の野辺山にある口径 45m 電波望遠鏡は総重量 700 t もあり、ミリ波と呼ばれる電波を観測できる電波望遠鏡の中では世界最大級である。この大口径を活かして天体からの微かな電波を捉えることができる。大きな望遠鏡の可動部は何百 t もあり自重により歪みが起こる。

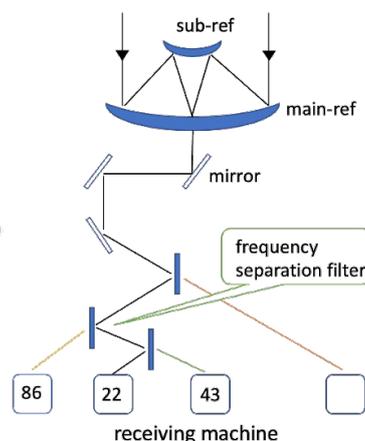


図 1: 45m 電波望遠鏡概略図

しかし、45m 電波望遠鏡ではアンテナが自重変形しても焦点は異なるが放物面を維持するように設計されている。これをホモログス構造という。観測中にカセグレン副鏡の位置を調整することにより焦点の変化を補正して自重変化によるアンテナ効率の低下を防ぐことができる。また、この電波望遠鏡では観測できる周波数帯はおよそ 20GHz~116GHz をカバーしている。口径が大きい電波望遠鏡ほど感度は良くなる。45m 電波望遠鏡のような大口径の望遠鏡が VLBI 観測網と連携可能となると科学的にも大きな意味を成すので、この電波望遠鏡では VLBI でよく観測される 22、43、86GHz 帯の電波を同時観測するシステムを採用している。このシステムを達成する上で重要な役割を担っているのが準光学系周波数分離フィルタだ。導波管のカットオフ波長の原理と同じようにして、フィルタの穴の大きさ、長さによりカットオフ周波数をセレクトしている。この周波数より低い電波は反射し、高い周波数は透過させることができる。電波が反射する過程で周波数分離フィルタによってそれぞれの周波数帯に分けられ、それぞれの受信機に流れ込み、異なる周波数帯を同時観測することが可能となっている。

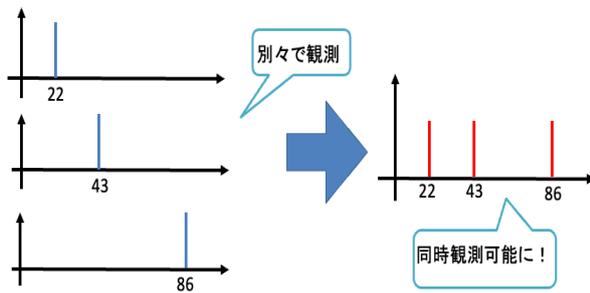


図 2: 周波数フィルタによる同時観測

## 2 Methods/Instruments and Observations

我々は野辺山 45m 電波望遠鏡において 22、43、86GHz 帯 VLBI 同時観測システムを構築すべく、22/43GHz 帯及び 43/86GHz 帯 Perforated Plate 型周波数分離フィルタの開発を行ってきた。22/43GHz 帯分離フィルタについての評価は設計通りの結果が得られているが、43/86GHz 帯分離フィルタについての性能評価は未完了だった。そこで 67-117GHz 帯フリースペース測定を構築した。



図 3: 67-117GHz 帯フリースペース測定

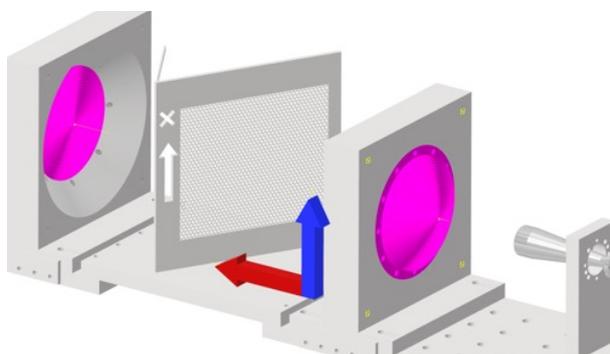


図 4: 測定系 CAD 図

今回、国立天文台先端技術センター内の VNA 及び Extender を利用して、Free-space 測定を行なった。horn から電波を放出し、レンズで集光させ、測定物を通り、もう一方の horn で受信する。電波望遠鏡内では反射波も受信するため、実際と同じように角度 30 度をつけて電波を入射させた。あらかじめフィルター以外の損失をなくすためにキャリブレーションを行い、測定物単体の損失を調べた。測定系に関してはレンズを用いたシステム、楕円鏡を用いたシステムの二つを採用し、シミュレーションとの比較を行った。

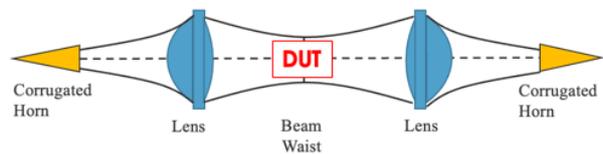


図 5: レンズを用いた測定系

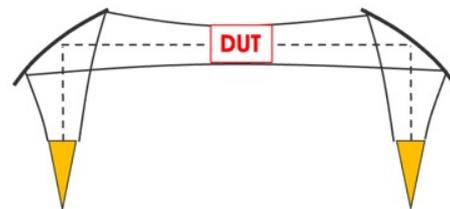


図 6: 楕円鏡を用いた測定系

また、電磁波には TE 波と TM 波といった二つの異なる偏波が存在するが測定系の構造上、今回は TE 波の方偏波だけを測定した。その代わりにフィルターを x-y 平面で 90° 回転させた透過率を測定した。

## 3 Results

シミュレーションでは電磁界解析ソフト FEKO を用いた。周期的境界条件を仮定した単位構造に平面波を 30° で入射した時の透過特性を計算した結果、80-90GHz において -0.2dB 以上という結果が得られた。これらの結果と測定結果を比較したグラフを以下に添付する。

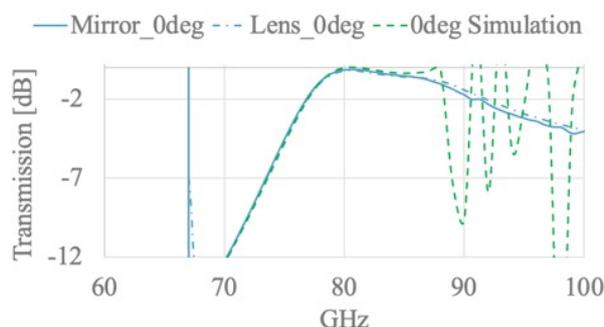


図 7: TE 波透過特性

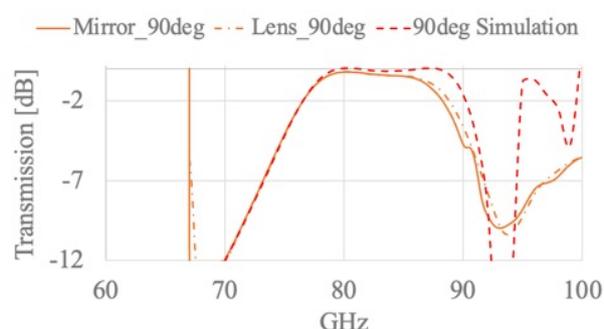


図 8: TE 波透過特性 (フィルター 90° 回転)

結果は TE 波であり、フィルターを 90° 回転させた値とも比較を行った。グラフから分かるように、全体としては楕円鏡とレンズのグラフはおおむね一致する結果となった。これにより測定方法の正確性を示すことができた。しかし、シミュレーションと比較してみると 80GHz 付近までは一致しているが、高周波にいくにつれ、測定値の透過率が 1GHz あたり 0.2dB の割合で減少し、シミュレーションと異なる結果が得られた。

## 4 Discussion

今回の結果から、異なる測定系の楕円鏡とレンズを用いた測定値は全体的に一致することが分かった。しかし、シミュレーションと比較すると 80GHz 以降の高周波で大きく異なっている。原因として考えられることは二つあり、一つは 87GHz 以上の周波数帯で高次の回折項による損失が発生したこと。もう一つは実際の測定系ではガウスビームを使用している

影響だ。FEKO を用いたシミュレーションではフィルターに入射する電波は平面波で解析しており、図 7 のようにフィルターの位置により入射角が変化すると考えられる。その違いにより測定値では損失が生じたのではないかと考察している。

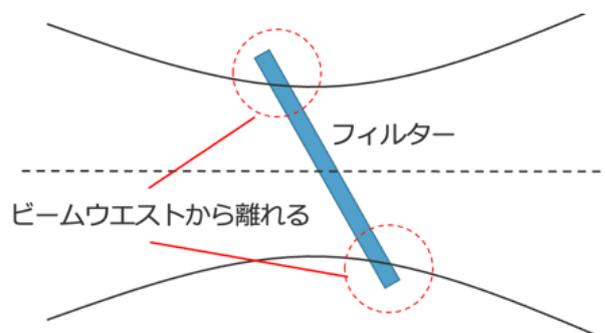


図 9: ガウスビームによる入射

## 5 Conclusion

今回 43/86GHz 帯分離フィルタの性能評価を行って、測定値とシミュレーションとで異なることが結果として分かった。45m 電波望遠鏡におけるフィルターの設置環境ではガウスビームで電波を入射させているので、測定値に問題があるのではなくシミュレーションの方法に問題があるのではないかと考える。シミュレーション上で平面波ではなくガウスビームによる入射で解析を行うことで今回の測定値と比較してみると良いかもしれない。具体的な方法としては現在検討中だが今後実現することができるならより正確な性能評価を行うことができるだろう。

## Reference

- Takeshi Manabe, “Dichroic Plate of Hexagonal Array of Circular Holes for 43GHz/86GHz Separation for NRO 45 φ Telescope ver3”, December 9, 2016
- 岡田望. “野辺山電波望遠鏡搭載 22/43GHz 帯同時観測システムの開発” 2019 年度博士論文
- 中井直正、坪井昌人、福井康雄 (2009) “宇宙の観測 II—電波天文学” (シリーズ現代の天文学 16 巻) 日本評論社

観測 b02

野辺山 45m 電波望遠鏡搭載 多ビーム受信機の開発

大阪公立大学大学院 理学系研究科

米山 翔

## 野辺山 45m 電波望遠鏡搭載 多ビーム受信機の開発

米山 翔 (大阪公立大学大学院 理学系研究科)

### Abstract

野辺山 45m 電波望遠鏡では、星形成の極初期を探るために重要な 70 GHz 帯の重水素化合物、80–90 GHz 帯の軽水素化合物と 100 GHz 帯の CO 同位体輝線を効率的に観測できる 72–1116 GHz 7 ビーム 3 帯域両偏波受信機 (7 BEam Equipment) の開発を進めている。我々が開発した直交偏波分離器 (OMT) と 3 帯域分離フィルター (Triplexer) の製作と測定を行った。OMT の反射損失は−23 dB、挿入損失は−0.15 dB、交差偏波分離度は−40 dB を下回っている。さらに、Triplexer の挿入損失は−0.6 dB、Image Rejection Ratio (IRR) は−20 dB 以下であり、概ね設計通りであることが確認できた。また、これらのコンポーネントを搭載した 7beam 受信機システムを立ち上げた。本受信機システムは、誘電体レンズを用いてビームを集光させ、Horn で給電し 2 段の冷却 LNA で増幅させた後、常温部の Triplexer によって 70GHz 帯、80GHz 帯、100GHz 帯に分離している。分離された信号はそれぞれの Mixer で 2-10GHz の信号に変換され、各 IF 系で 2-4GHz の信号に処理され分光計へ出力される。現在は、本受信機の雑音温度測定を行っている。受信機雑音温度は、70 GHz 帯で 60 K、80 GHz 帯で 50 K、100 GHz 帯で 70 K である。100 GHz 帯の一部で雑音上昇が見られており、これは 100 GHz 帯における冷却 LNA の Gain 不足により IF 系の雑音が影響していると推測している。そこで、100 GHz 帯のみ Mixer 直後に Amp を追加し雑音上昇を抑制する予定である。本講演では、設計したコンポーネントの測定結果と受信機雑音温度について報告する。

## 1 研究背景

現在、野辺山 45m 電波望遠鏡を用いた 70GHz 帯の重水素化合物、80GHz 帯の軽水素化合物と 100GHz 帯の CO 同位体を同時観測するプロジェクトが進められている。重水素化合物は CO 同位体に比べるとより高密度な領域を観測でき、分子雲コア中心部の状況を探ることができる。さらに、原始星が誕生するまでの分子雲コアでは、年代とともに軽水素化合物と重水素化合物の存在比が上昇する傾向にあると知られている。この存在比を算出することで分子雲コアの年代測定が可能になる。従来の CO 同位体輝線に加え、軽水素化合物と重水素化合物を同時観測することで星形成過程の理解に貢献できる。また軽水素化合物と重水素化合物の輝線強度は非常に弱く、それらを観測するには長い時間をかける必要がある。この目標を達成するために、観測効率が高い受信機が必要であり、我々は 7 ビーム 3 帯域両偏波受信機の開発を行っている。

## 2 新受信機の概要

我々は本観測目標を達成するため、72–116 GHz を受信可能な新受信機を開発している。本受信機では観測効率向上のために、7 ビーム 3 帯域両偏波 SSB 受信方式を採用している。

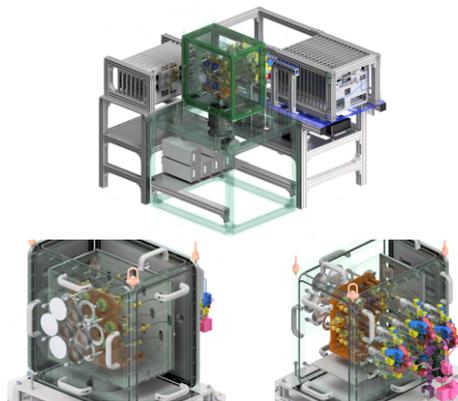


図 1: 7 ビーム受信機 CAD 図

図 2: 7 ビーム受信機のブロックダイアグラム

本受信機システムは誘電体レンズでビームを集光させ、Horn で給電、直交偏波分離器で偏波を分離、2 段の CLNA で増幅させた後に、導波管型 3 帯域分離フィルター (Triplexer) で、72–82 GHz 帯 (EL Band)、86–107GHz 帯 (EU Band) と 109–116 GHz 帯 (CO Band) に分離している。分離された信号は、それぞれの Mixer でダウンコンバートされ、前段 IF に出力される。前段 IF 系は EL Band 専用と EU/CO Band 共用の 2 種類の IF Board で構成されており、同軸スイッチを用いて同時観測を実現している。前段 IF 系では IF 信号を低周波と高周波で分離し、高周波側では Mixer を用いて再度ダウンコンバートし、周波数変換を行っている。分離した信号をそれぞれ増幅や周波数変換した後に、combiner で合成し 2–4 GHz の信号として後段 IF 系へ出力する。後段 IF 系では Programable Attenuator を用いて出力強度を調節し分光計に入力する強度を調節している。

### 3 直交偏波分離器 (OMT)

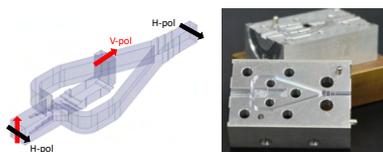


図 3: OMT のモデル図と写真

我々が開発した直交偏波分離器は Double Ridge Boifot junction 型を採用しており、比帯域約 50% で反射損失-25dB 以下の解析結果が得られた。開発した OMT の解析結果と測定結果を比較したグラフが図 4 である。解析結果と測定結果は一部特性の劣化が見られたが、概ね一致しており、挿入損失は最大で-0.2dB、反射損失は最大で-22dB、交差偏波分離度

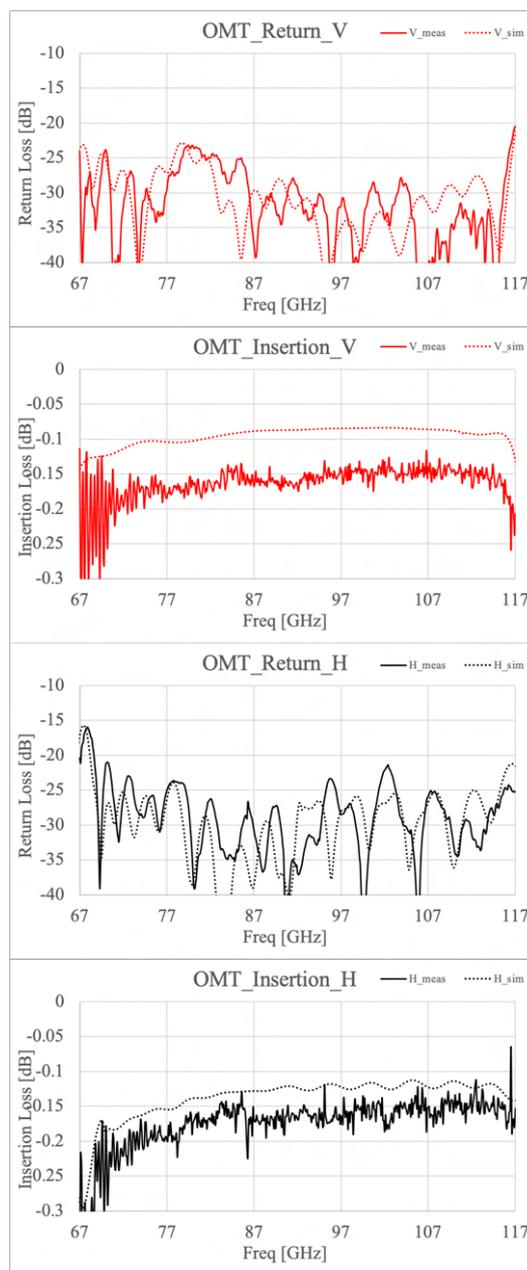


図 4: OMT の反射損失と挿入損失の結果

は最大で-40dB である。合計 7 個の製作と測定は全て完了しており、周波数特性の個体差は所々見られるが、大きな劣化は無く、全ての個体において上記の特性が確認できた。

## 4 3 帯域分離フィルター (Triplexer) 5 実験室評価

我々は、72–82GHz帯 (EL Band)、86–107GHz帯 (EU Band) と 109–116GHz帯に分離する導波管型3帯域分離フィルター (Triplexer) を開発した。Triplexerは、Brach Line CouplerとBPFから構成されたDiplexerを2つ接続した構造となっている。開発したTriplexerの解析結果と測定結果を比較し



図 5: Triplexer のモデル図と写真

たグラフが図6である。解析結果と測定結果は概ね一

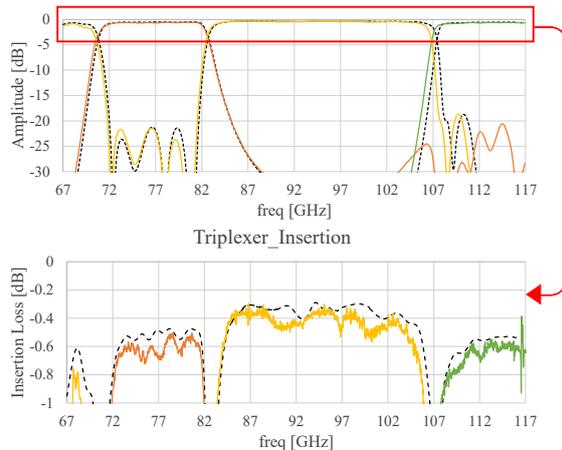


図 6: Triplexer 挿入損失の測定結果と解析結果の比較

致しており、他 Band への漏れ込み指数である Image Rejection Ratio(IRR) は、各 Band で 20dB 以上であり、挿入損失は最大で 0.6dB である。7 (beam) × 2 (偏波) = 14 個の製作と測定は完了しており、周波数特性の個体差は ± 0.1 dB 以下であり、個体差は非常に小さいことが確認できた。

開発したコンポーネントを搭載した7ビーム受信機システムを立ち上げ雑音温度測定を行った。雑音温度測定ではY-factor法を用いた。Y-factor法とは、黒体放射を用いた受信機評価手法の一つであり、常温 (300K) の黒体を見せたときの受信機出力パワーと液体窒素 (77K) に浸された黒体を見せたときの受信機出力パワーの比を取ることで雑音を算出することができる。このときの出力強度の比が大きければ大きいほど受信強度の差を感知できているので、感度は高く、雑音が低い受信機と説明できる。今回の雑音温度測定では、楕円鏡を用いてビームを反射させることで、液体窒素に浸した黒体からの黒体放射を受信できるよう工夫した。



図 7: 受信機雑音温度測定の様子

中心ビーム H-pol の雑音温度を図8に示した。中心ビームでは、全 Band で 60–100K 程度の雑音温度である。CO Band の高周波側では雑音が増加しており、この原因は冷却 LNA の利得不足により IF 系の雑音温度が受信機雑音温度への影響と推測している。また他の Band でも一部同様の雑音上昇が確認できている。

## 6 まとめと今後

- OMT と Triplexer の製作は完了しており、解析結果と測定結果が概ね一致していることが確認できた
- 開発したコンポーネントを搭載した受信機システムを立ち上げ雑音温度を測定した。

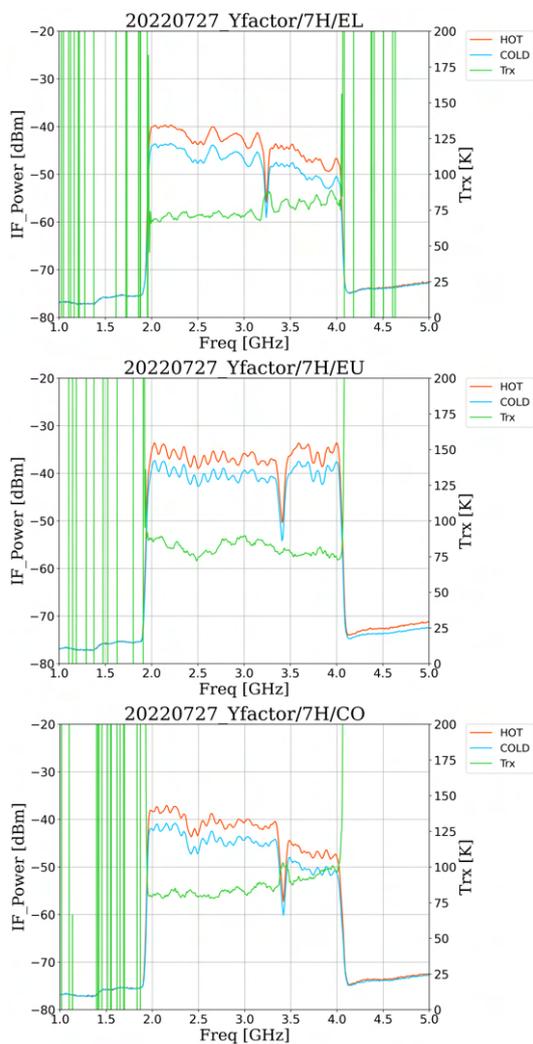


図 8: 中心ビームの雑音温度 (上)EL Band、(中)EU Band、(下)CO Band

- 中心ビームでの雑音温度は EL Band : 60 75K ,  
EU Band : 75 90K , CO Band : 75 100K
- 今後は Co Band での雑音上昇を低減する。
- 9月に 45m 電波望遠鏡にてファーストライトを目指す。

観測 b03

水沢 VERA20 m 望遠鏡への搭載に向けた  $90^\circ$  Hybrid  
Coupler・Power Divider の開発

大阪公立大学大学院 電波天文学研究室  
亀山 晃

## 水沢 VERA20 m 望遠鏡への搭載に向けた 90° Hybrid Coupler・Power Divider の開発

亀山 晃 (大阪公立大学大学院 電波天文学研究室)

### Abstract

東アジア VLBI ネットワーク (The East Asian VLBI Network; 通称 EAVN) は、日本・韓国・中国を初めとする東アジア各国の約 20 局の電波望遠鏡を合成し、この地域で一つの巨大な VLBI ネットワークを構築する国際プロジェクトであり、最大直径 5,100 km に及ぶ世界最大級の電波望遠鏡ネットワークである。86 GHz 帯は M87 をはじめとする近傍の活動銀河ジェット天体において、ブラックホールシャドウに迫るスケールでジェットの付け根を観測するのに最適な周波数領域と考えられている。

現在、我々は水沢 VERA20 m 望遠鏡に搭載する 86 GHz 帯の受信機開発を進めている。搭載する受信機は、Low Noise Factory 社の冷却アンプを用いた 67-116 GHz 帯の円偏波受信機を検討している。本研究では 67-116 GHz 帯の信号をダウンコンバートする常温 2 side band (2SB) Mixer の開発を進めている。2SB Mixer は、RF 信号と LO 信号を DSB Mixer に入力することで、LO 信号より低周波側 Lower Side Band (LSB) と高周波側 Upper side Band (USB) の 2 つの帯域に分離することができる受信方式である (P.Yagoubov et al 2020)。近年開発されている常温 Mixer の IF では、25 GHz を超える IF を出力することから 67-116 GHz の信号を一度の観測で取得できる可能性がある。これらの検証を行うために、2SB 回路の RF 系・LO 系の 2 分配化に使用する導波管型の 90° Hybrid Coupler、同位相 Power Divider の開発を進めている。この開発により、86 GHz 帯でモニター可能な高感度・高解像度 VLBI アレイの構築を EAVN で実現できる。そして、ジェット生成における最重要パラメータ (初速度、加速度、磁場、スピン) を決定し、駆動理論が確かめられる (秦 和弘 2017) 本講演では、2SB mixer を構成する 90° Hybrid Coupler と Power Divider の設計について述べる。

## 1 研究背景

巨大ブラックホール (BH) から噴出する相対論的ジェットの生成機構の解明は現代天文学における究極的課題の 1 つである。

東アジア VLBI ネットワーク (EAVN) は日本・韓国・中国など東アジア地域に分布する最大約 20 台の電波望遠鏡で構成される VLBI ネットワークです。日本からは VERA、野辺山及び大学連携 VLBI (山口、日立、高萩、鹿島、白田、岐阜) が参加しています。EHT に比べて波長の長い電波で観測し、多くの望遠鏡を用いることで、ブラックホールの周りに広がったガス (降着ガスやジェット) を高感度に撮影することができます。更に東アジア地域の「マイテレスコープ」としての機動性を活かし、天体を高頻度にモニター観測することで、降着ガスやジェット

の運動を詳しく調べることが可能になります。プロジェクトは、すでに始動しており、常温受信機の設置 (図 1)・手動による R-sky・太陽のファーストライト (図 2) に成功している。

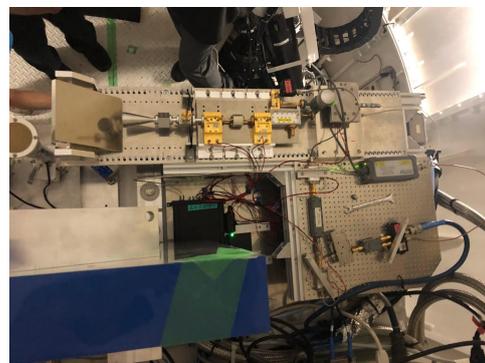


図 1: 上から見た常温受信機の設置の様子

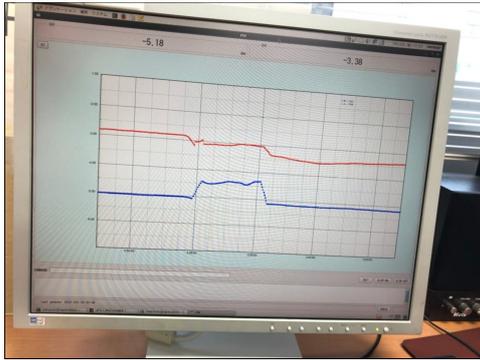


図 2: 太陽の観測結果

図 3 に常温受信機のブロックダイアグラムを示す。ホーンから OMT までは常温受信機で観測済みである。そこで本研究では、86 GHz 帯でモニター可能な高感度・高解像度 VLBI アレイの構築を EAVN で実現させるために、67-116 GHz 帯の信号をダウンコンバートする常温 2 side band (2SB) Mixer を構成する 90° Hybrid Coupler と同位相 Power Divider の開発を試みた。以下に 2SB mixer の説明と 90° Hybrid Coupler・Power Divider のシミュレーション結果をそれぞれ述べる。

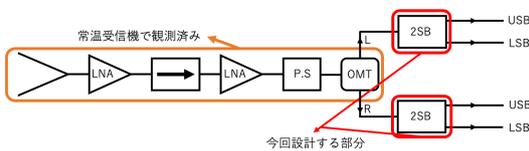


図 3: 設置した常温受信機のブロックダイアグラム

## 2 2SB mixer とは

heterodyne 方式による受信機は、仕様により受信モードが異なる。受信信号に応じて、受信モードには DSB、SSB、2SB 方式のうちのどれかが採用される。2SB 方式は、DSB mixer を 2 個と 2SB ユニット等を用いる事で、USB(Upper Side Band) と LSB(Lower Side Band) 信号を別々に分離して同時に出力できる方式である。この方式ではその特性から、広い周波数帯が受信可能である事や、時間経過により変動する gain、時間経過による大気状態や受

信機雑音温度の変動が同じ状況(条件)のまま観測できるメリットがある。また、両 Side Band を一度に受信出来るので観測効率が良い。しかも導波管型回路で分離するので機械的な可動部分が無く、再現性の問題や時間経過による劣化の問題も無いことがメリットに挙げられる。また、近年開発されている常温 Mixer の IF では、25 GHz を超える IF を出力することから 67-116 GHz の信号を一度の観測で取得できる可能性がある。図 4 に 2SB mixer のブロックダイアグラムの例を示す。RF 系からの信号を Power Divider を使って等分に分配する。等分配された信号と LO 信号を DSB mixer でダウンコンバートすることで周波数差が出力される。この出力を 90° Hybrid Coupler で等分配且つ位相が 90° ずれた USB と LSB に分けることが可能である。

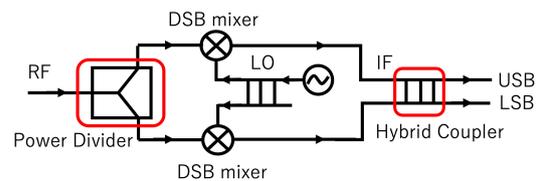


図 4: 2SB mixer のブロックダイアグラムの例

## 3 結果-90° Hybrid Coupler

設計するにあたり、Return Loss, Port3 と Port4 の位相差, Port3 と Port4 の強度比の目標値を設定した(表 1)。

表 1: 90° Hybrid Coupler の目標値

| パラメーター             | 目標値     |
|--------------------|---------|
| Return loss        | -25 dBm |
| Port3 と Port4 の位相差 | 90 deg  |
| Port3 と Port4 の強度比 | -3 dBm  |

図 5 に設計した 90° Hybrid Coupler の構成図を示す。導波管サイズは WR-10(a=2.54mm, b=1.27mm) と設定した。Hybrid Coupler の構成としては、ブランチ数を 9 個に設定して、ブランチの間隔を 1/4 λ の長さにする事で Port3 と Port4 の位相差を π/2 になるようにした。

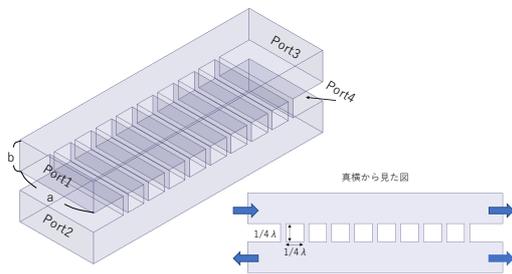


図 5: 90° Hybrid Coupler の構成図

設計した 90° Hybrid Coupler のシミュレーション結果を図 6 に示す。75-110 GHz の周波数帯域で、Return Loss が min:-24 dBm、Port3 と Port4 の位相差が  $90 \pm 0.5$  deg、強度比が  $-3 \pm 1$  dBm の結果が得られた。

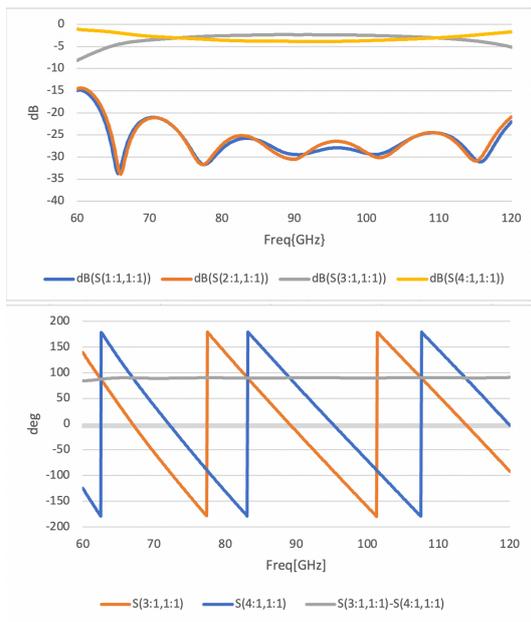


図 6: 90° Hybrid Coupler のシミュレーション結果

## 4 結果-Power Divider

2SB 回路における RF 部分と LO 部分の同位相 Power Divider を設計した。設計するにあたり、return

loss, insertion loss, isolation の目標値を設定した (表 2)。

表 2: Power Divider の目標値

| パラメーター         | 目標値     |
|----------------|---------|
| Return loss    | -25 dBm |
| insertion loss | -3 dBm  |
| isolation      | -25 dBm |

図 7 に設計した Power Divider の構成図を示す。導波管サイズは WR-10 ( $a=2.54$ mm,  $b=1.27$ mm) と設定した。先行研究 (C.Huilin et al. 2010) より今回設定した目標値に達している論文を参考にした。Divider の構成としては、2 ポートに分岐する前にステップインピーダンスの導波管変換を使っており、そして 0.15mm の alumina の板の両面に  $1 \mu\text{m}$  の TaN をメッキしたものを入れている。

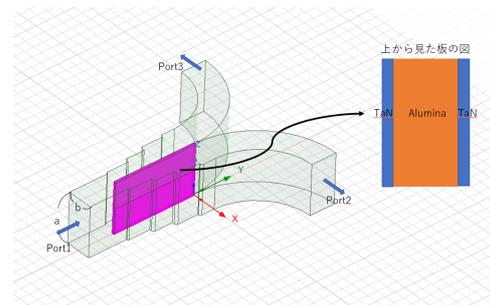


図 7: Power Divider の構成図

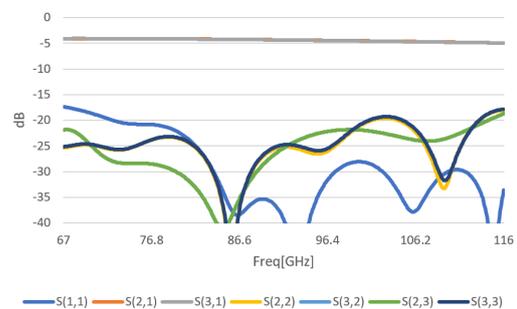


図 8: Power Divider の結果

設計した Power Divider のシミュレーション結果

を図8に示す。75-110 GHzの周波数帯域で、Return Lossが $\text{min:}-21$  dBm、insertion Lossが $-4 \pm 1$  dBm、isolationが $\text{min:}-22$  dBmの結果が得られた。

## 5 まとめと今後の展望

今回、86 GHz帯でモニター可能な高感度・高解像度VLBIアレイの構築をEAVNで実現させるために、本研究では67-116 GHz帯の信号をダウンコンバートする常温2 side band (2SB) Mixerの $90^\circ$  Hybrid Couplerと同位相Power Dividerの開発を試みた。結果として、75-110 GHzの間で、 $90^\circ$  Hybrid coupler: Return Lossが $\text{min:}-24$  dBm、Port3とPort4の位相差が $90 \pm 0.5$  deg、強度比が $-3 \pm 1$  dBm、同位相Power Divider:Return lossが $\text{min:}-21$  dBm、insertion lossが $-4 \pm 1$  dBm、isolationが $\text{min:}-22$  dBmを達成した。今後、今回設計したHybrid CouplerとPower Dividerの図面化を行い、冷却受信機の回路に組み込むことを予定している。

## Reference

P.Yagoubov et.al., "Wideband 67-116 GHz receiver development for ALMA Band 2", Astronomy Astrophysics, vol.634 A46, 2020

秦 和弘, 超高解像度電波観測で探る巨大ブラックホールジェット, 天文月報, 第110巻 第11号 771ページ, 2017年

Huilin Chen, Xiaoqiang Xie, Ruimin Xu., "An Ultra Wide Band Power Divider/Combiner Based on Y-structure Waveguide", 2010, IEEE

観測 b04

6.5 – 12.5 GHz 同軸導波管変換の開発とTRL校正

大阪公立大学大学院 電波天文学研究科  
抱江 柊利

## 6.5–12.5 GHz 同軸導波管変換の開発と TRL 校正

抱江 柊利 (大阪公立大学大学院 電波天文学研究科)

### Abstract

茨城県の高萩市及び日立市にかけて開設されている元 KDDI 茨城衛生通信センターには、口径 32m の電波望遠鏡が 2 基ある。現在、大質量星形成時に発せられる 6.7 GHz のメタノールメーザー、8.2–8.7 GHz の連続波、12.1 GHz のメタノールメーザーを同時観測するプロジェクトが進められている。これにより、6.7 GHz と 12.1 GHz のメーザーの強度を比較することで、観測した星の温度や密度がわかり、星形成時の理解を深めることを可能とする。この観測では、6.5–12.5 GHz を観測可能な広帯域受信機の開発が必要となる。ホンから入ってきた信号が位相遅延器、OMT を通り、円偏波は直交偏波と水平偏波に分かれるが、そこから IF 系に伝達させるには、伝達経路を導波管から同軸に変換させる必要があり、私は今回、広帯域でかつ、同軸から導波管へ変換する同軸導波管変換を開発した。本公演では、同軸導波管変換のシミュレーション、並びに実測との比較、また TRL 校正を用いた位相遅延器の実測とシミュレーションとの比較についても述べる(本研究は JSPS 科研費 JP21H01120 の助成を受けたものである)。

## 1 Introduction

日立・高萩 32 m 鏡では大質量星形成過程の解明のために、6.7 GHz のメタノールメーザーの観測を行なっている。従来の受信機においては、図 1 の様に、6.7 GHz、並びに 8.2–8.7 GHz の連続波を観測するのに受信機を乗せ替える必要があり、同時観測ができなかった。新受信機においては、6.7 GHz のメタノールメーザーの強度や密度を知るために、12.2 GHz の輝線も同時観測を行い、大質量性形成過程を解明しようとしているが、これは言い換えると、オクターブの帯域を同時に観測する必要があるということになる。この受信機の比帯域は 63.2%、と、導波管比帯域限界の 66% に近く、非常に広帯域なものとなっている。同軸導波管変換は、信号が増幅器に入る前なので、反射損失や挿入損失を低くする必要があり、これほど広帯域な同軸導波管変換は市販されていないため、電磁解析ソフトを用いて開発することとなった。

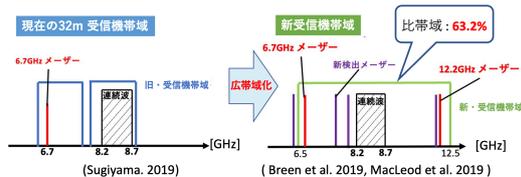


図 1: 新受信機の概要

## 2 Methods

今回開発するにあたって、同軸導波管変換における値を設定した。同軸導波管変換の後段には先ほど記載した通り、増幅器があるため、同軸導波管変換の反射が大きいと反射波と元の信号が干渉し定在波が発生してしまう。定在波が生じると、宇宙からやってくる信号は非常に微弱であるため、その定在波によって埋もれてしまい観測をすることができない。よって、同軸導波管変換における反射損失を-30dB 以下を目標に解析をした。

先行研究により 10–20 GHz の帯域幅の同軸導波管変換において反射損失が-30 dB を達成しているものを参考にした。このモデルにおいて広帯域化ができていく要因としては、導波管のサイズが異なるものを 3 つ連結しているところであり、導波管のサイズの異なるものを連結させることで、ある種の導波管のフィルターの様な振る舞いをし、反射損失においてリップルを発生させることで広帯域に反射を抑えられるような構造をとっている。今回、10–20 GHz の中心周波数の 15 GHz と 6.5–12.5 GHz の中心周波数 9.5 GHz を比較し、すべてのパラメータを 1.57 倍してモデルを制作した。しかしリッジは図 2 の様に導波管と同軸のインピーダンス整合にとって大事な部分であり、これだけではうまくいかず、リッジ部分

に関するパラメータを最適化する必要があった。図2に示した特性インピーダンスは、電磁解析ソフトHFSSを用いて、リッジにおける各面のインピーダンスを計測されたものを掲載している。

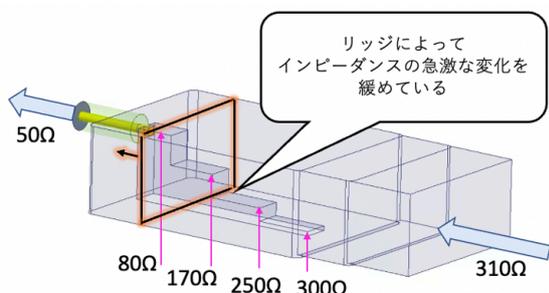


図 2: リッジ構造における役割

まず、図3に表すように、リッジの背面と導波管の壁までの距離 A である。

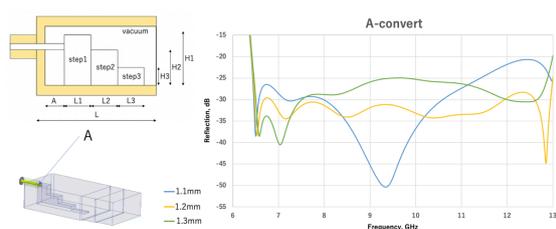


図 3: A の変化に伴った反射損失の変異

図3より、A の値を 0.1 mm 変えるだけで大きく特性が変化。これは図4の様に、リッジの背面と導波管の間がある種のキャビティー的な構造をとっており、リッジの高さを欲しい帯域の中心周波数の管内波長のおよそ 1/4 の大きさにすることで、導波管からきた電波の中でも同軸に入りきらなかったものが再度共振して増幅される構造をとっている。

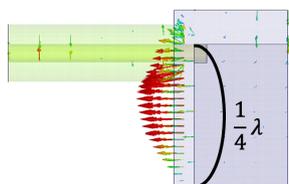


図 4: リッジ付近の同軸導波管変換

続いて重要な点として、図5に示すように一番

大きなリッジの高さ H 1 である。

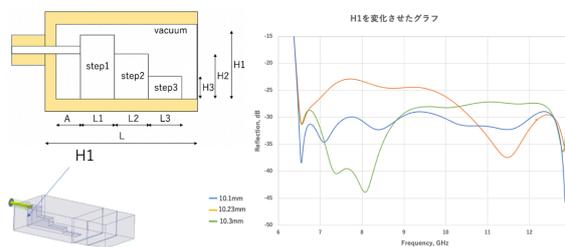


図 5: H1 の変化に伴った反射損失の変移

これもグラフからわかる様に、0.1 mm ほど変えただけで大きく特性が変わってしまう。これは同軸導波管変換の概要でも話したが、導波管から入ってきた電波がすべて同軸に入り切れればいいのだが、必ずしもその様にはならず、導波管の背面に漏れ出してしまふ電波もある。それらを再度同軸に入れる仕組みとして、リッジの高さを中心周波数の管内波長の 1/4 の大きさにすると、入りきらなかった電波と導波管から侵入してきた電波が共振し増幅されることで同軸に入るといった重要な部分である。実際に 9.5 GHz における管内波長の 1/4 の大きさは、10.55 mm と今回最適化した値の 10.23 mm とは約 0.3 mm ずれているが、それに近い値にすることでうまく反射を抑えられる構造となっている。

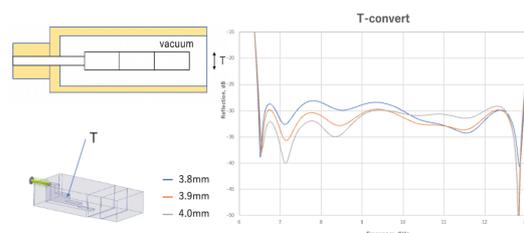


図 6: T の変化に伴った反射損失の変移

### 3 Result – 同軸導波管変換

これらのリッジの議論を踏まえた上で、今回制作した 6.5–12.5 GHz における同軸導波管変換のシミュレーション結果を図7に示す。

今回シミュレーションで得られた結果より、-30dB を達成した帯域は目標帯域が 6.5–12.5 GHz に

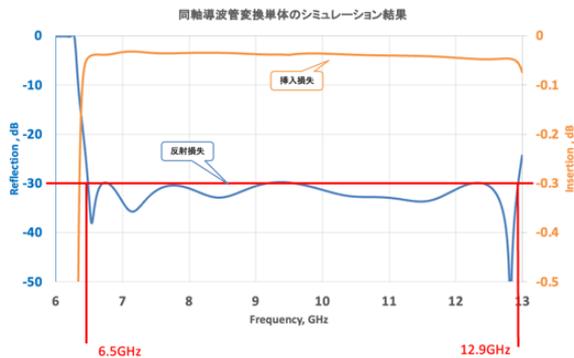


図 7: 6.5–12.5 GHz における同軸導波管変換のシミュレーション結果

対し、6.5–12.9 GHz の帯域において達成することができ、比帯域は 65.9% と導波管の比帯域限界値の 66% に近い値を得ることができ、シミュレーション上で高性能な広帯域同軸導波管変換の開発に成功した。

同軸導波管変換は下図の様に、2つのパーツに分けて制作をした。下部からネジを挿入して止めるような構造をとっており、上下合わせることで、assembly 図の様に導波管が出来上がる仕組みになっている。下部についてはドリルで上方向から削り、リッジの部分も再現されている。



図 8: 同軸導波管変換の CAD 図

今回、制作した同軸導波管変換 (図 9) の性能を確かめるために、VNA (Vector Network Analyzer) を用いて実測をおこなった。

VNA とは図 10 のようなもので、装置から 2 本の同軸が伸びている。これに同軸導波管変換を繋いで導波管面を合わせたものを測定する (以下この導波管面を合わせた構造を back-to-back と記載する (図 10))。

図 11 からわかる様に、挿入損失は約 0.2 dB、反射損失は、低周波側はほぼ一致しているが、高周波側は約 3 dB ずれている結果となった。しかし、これま

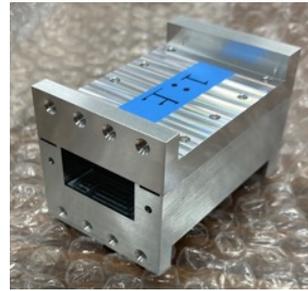


図 9: 制作した同軸導波管変換

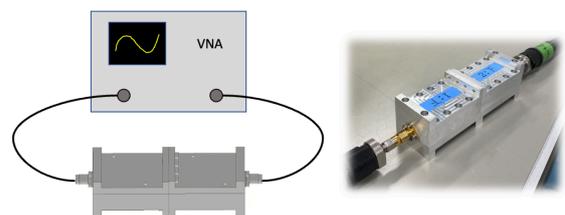


図 10: VNA と測定方法

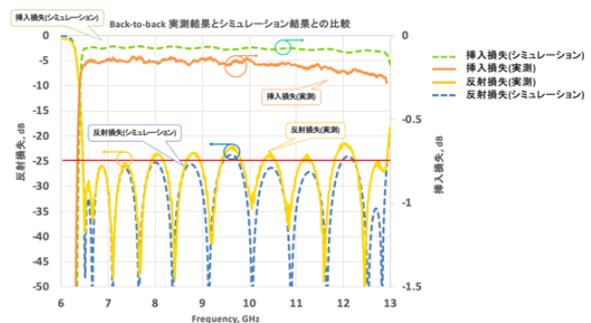


図 11: back-to-back の実測結果とシミュレーション結果の比較

での実測結果と比べてみると、シミュレーションに近い値を得ることができ、高性能かつ広帯域な同軸導波管変換の作成をすることができたと言える。

## 4 Result – TRL 校正

本研究において、大阪公立大学大学院の孫氏が作った位相遅延器も茨城観測局に搭載予定である。従ってこの位相遅延器も性能評価する必要があるのだが、導波管サイズは規格導波管ではないため、測定するのに適しているエクステンダー等は存在せず、ゆえに

VNA の同軸ケーブル面をキャリブ面とし、同軸導波管変換+矩形方形変換+位相遅延器の全ての特性を測定するしか方法がありません。しかし、このTRL校正を行えば、矩形方形変換面をキャリブ面とすることができ、位相遅延器単体の測定を行うことができます。また他のキャリブレーション「SOLT法」では、Short、Open、Load、Through の4つの測定値が必要であるが、TRL法では、Through、Reflect(short)、Line の3つの測定値を必要とし、SOLT法に比べて末端が必要ないというのが最大のメリットである。以下に位相遅延器の測定方法とその結果を記載する。

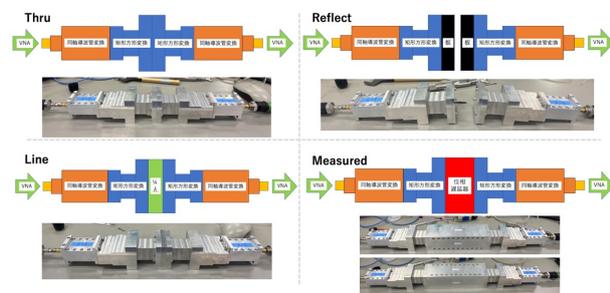


図 12: TRL 校正において測定しなければならないデータ



図 13: TRL 校正における python コードとその理論の概要図

TRL 校正には先ほど記載した通り、Through、Reflect、Line の3つ必要であり、最後に全ての系を測定した measured も必要となる (図 12)。これらを測定した後に python を用いて TRL 校正を行うことで、位相遅延器の単体の測定値を算出することができる (図 13)。その結果を以下に記載する。

図 14 の測定結果とシミュレーションとの比較をみると、位相遅延器におけるリッジ側の方は反射損失

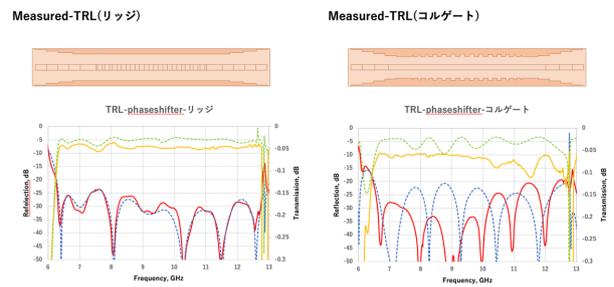


図 14: TRL 校正における python コードとその理論の概要図

と挿入損失ともにシミュレーションと比較的近い値を得ることができたが、コルゲートの方はシミュレーションとズレてしまう結果となった。

## 5 Conclusion

今回、広帯域な同軸導波管変換の開発を試みたが、結果として 6.5-12.9GHz の帯域、すなわち比帯域 65.9%と導波管比帯域限界に近いレベルで反射損失-30 dB をシミュレーション上で達成することに成功した。今回の実測では、導波管面を合わせた back-to-back での測定となったが、シミュレーションに比較的近い値を得ることができ、良い性能の同軸導波管変換を製作することができたと考えている。

また、TRL 校正を用いた位相遅延器の実測に関しては、H-pol の方はシミュレーションとほぼ同じ結果を得ることができたが、V-pol においては異なる結果を得ることとなったので、原因究明をこれから行いたいと考えている。

## Reference

- [1]J.L. Cano and A. Mediavilla “Octave bandwidth in-line rectangular waveguide-to-coaxial transition using oversized mode conversion” ELECTRONICS LETTERS 28th September, 2017
- [2]Meenakshi Durga, Seema Tomar and Sushil Singh “Millimeter Wave In-line Coaxial-to-Rectangular Waveguide Transition” 2011, IEEE
- [3]Ralph Levy and Louis W. Hendrick “Analysis and Synthesis of In-Line Coaxial-to-Waveguide Adapters” 2002, IEEE

観測 b05

次世代X線天文衛星用SOIピクセル検出器の評価システム  
の構築

近畿大学工学部理学科物理学コース  
河邊 圭寿

未提出

[indexへ戻る](#)

観測 b06

講演キャンセル

[indexへ戻る](#)

観測 c01

MEMS技術を用いた超軽量X線望遠鏡の開発

東京都立大学

山口 和馬

未提出