

2016年第46回
天文・天体物理若手夏の学校

集録集

観測

謝辞

2016年度天文・天体物理若手夏の学校は、基礎物理学研究所(研究会番号:YITP-W-16-02)を始め、国立天文台、理論天文学宇宙物理学懇談会、宇宙線研究者会議、光学赤外線天文連絡会、野辺山宇宙電波からのご支援、また、企業・個人(プログラム集参照)からご寄付により成り立っております。事務局一同厚く御礼申し上げます。

観測機器分科会

♣ オーラルアワード（観測機器分科会）

順位	講演者	所属	学年	講演タイトル
1位	山田宗次郎	中央大学	M1	26 cm 口径可視光望遠鏡による観測システムの自動化
2位	渡邊達朗	東北大学	M1	すばる望遠鏡レーザートモグラフィ補償光学用波面センサーユニットの開発
2位	中野慎也	名古屋大学	M1	FORCE 高角度分解能硬 X線望遠鏡に向けた基板成膜による変形の調査

♠ ポスターアワード（全分科会）

順位	分科会名	講演者	所属	学年	講演タイトル
1位	銀河	道山知成	国立天文台	D1	ALMA を用いた衝突後期段階銀河 NGC3256 の分子輝線探査
2位	星惑	森昇志	東京工業大学	D1	電子加熱による原始惑星系円盤中の磁気乱流の抑制
3位	重字	竹内太一	名古屋大学	M1	X線銀河団を用いた重力レンズ効果の総合的な解析
3位	太恒	横澤謙介	名古屋大学	M1	太陽フレアループ内のエネルギー輸送に対する電子-イオン2流体効果

他の分科会の受賞者の集録は、その分科会の集録集を参照ください。

目次

a1	毛利清	東京大学	M2	TMT 中間赤外線観測装置 MICHl 冷却チョッパー用超伝導 VCM の開発
a2	寺田優	首都大学東京	M1	マイクロマシン技術を利用した超軽量 X 線望遠鏡の超小型衛星搭載に向けた開発と現状
a3	谷口幹幸	京都大学	M1	次世代型 MeV ガンマ線望遠鏡を目指した電子飛跡検出型コンプトンカメラの開発と現在の性能
a4	鈴木駿汰	大阪府立大学	M1	ASTE 搭載用 TES ボロメータカメラの開発
a5	横田翼	名古屋大学	M1	高角度分解能を目指した X 線望遠鏡用 CFRP 反射基板の精密配置法の開発
a6	渡邊達朗	東北大学	M1	すばる望遠鏡レーザートモグラフィー補償光学用波面センサーユニットの開発
a7	野崎誠也	京都大学	M1	次世代ガンマ線天文台 CTA 大口径望遠鏡に搭載する信号波形サンプリング回路の開発
a8	細川晃	国立天文台	M1	補償光学系とコロナグラフを用いた系外惑星の分光観測精度の向上
a9	武内数馬	首都大学東京	M1	超小型衛星 ORBIS 搭載へ向けた MEMS X 線光学系の設計検討
a10	大清水健也	埼玉大学	M1	X 線天文衛星ひとみにおける自律型時刻決定法の検証
a11	菅沼亮紀	名古屋大学	M1	DIOS 衛星に搭載する 4 段反射型望遠鏡の反射鏡形状の改善
a12	伊奈正雄	金沢大学	M1	重力波源の特定を目指した広視野 X 線撮像検出器の開発
a13	田邊大樹	総合研究大学院大学	M1	CMB B-mode 偏光観測実験 POLEARBEAR-2 のための多重読み出し試験
a14	今西萌仁加	京都大学	M1	大型自由形状光学素子の表面計測を可能にする小型干渉計
a15	北澤誠一	首都大学東京	M1	超伝導遷移端検出器の弱結合の理解へ向けた臨界電流測定
a16	大橋宗史	東京大学	M1	近赤外線分光カメラ SWIMS の低温光学系結像評価
a17	山口淳平	東京大学	M1	近赤外線検出器 HAWAII-1RG の駆動試験
a18	田中桂悟	金沢大学	M1	TES 型 X 線カロリメータの読み出し系の改良
a19	山田宗次郎	中央大学	M2	26 cm 口径可視光望遠鏡による観測システムの自動化
a20	中野慎也	名古屋大学	M1	FORCE 高角度分解能硬 X 線望遠鏡に向けた基板成膜による変形の調査

※講演タイトルをクリックすると該当する集録へジャンプします

a21	林秀輝	京都大学	M1	裏面照射型 X 線 SOI ピクセル検出器の軟 X 線性能評価
a22	小坂健吾	首都大学東京	M1	将来衛星に向けた積層配線 TES 型 X 線マイクロカロリメータの表面粗さの改善と評価
b1	中村裕樹	名古屋大学	M1	次世代ガンマ線望遠鏡 CTA 小口径望遠鏡用焦点面カメラ較正システムの開発
b2	栗田大樹	名古屋大学	M1	NANTEN 2 115GHz 帯受信機用 IF 系の開発
b3	兵頭悠希	名古屋大学	M1	NASCO 計画にむけた NANTEN2 制御ソフトウェアの更新
b4	堤大陸	名古屋大学	M1	NANTEN2 新マルチビーム受信機の開発
b5	朝野彰	名古屋大学	M1	次世代ガンマ線望遠鏡 CTA 小口径望遠鏡カメラの光検出効率の向上に向けた SiPM 用レンズアレイの検討
b6	高羽幸	名古屋大学	M1	「あかり」中間赤外線全天マップの表面輝度の評価方法
c1	西田和樹	東京理科大学	M2	外部からの電気パルスで変調駆動できる可搬型 X 線発生装置の開発
c2	寺尾恭範	東京大学	M2	近赤外線検出器の概要と SWIMS の検出器性能評価
c3	竹村泰斗	京都大学	D1	MEMS ガス検出器で切り拓く MeV ガンマ線天文学
c4	稲田知大	東京大学	M2	CTA 大口径望遠鏡用分割鏡性能評価
c5	島直究	名古屋大学	M2	炭素繊維強化プラスチックを用いた次世代 X 線望遠鏡の開発
c6	藏原昂平	鹿児島大学	M1	白田 64m アンテナでの連続波およびスペクトル線観測における性能の評価
c7	-	-	-	-
c8	内野亮太	鹿児島大学	M1	1m 赤外線望遠鏡に搭載する近赤外線 3 バンド同時撮像カメラの熱設計と冷却到達温度の検証
c9	萬代絢子	名古屋大学	M2	汎用 4 回反射型 X 線望遠鏡の開発
c10	吉川慶	京都大学	M2	次世代型 MeV ガンマ線望遠鏡における読み出し回路開発とデッドタイム削減
c11	山口凌平	鹿児島大学	M1	1m 光・赤外線望遠鏡で明るい天体の観測時に用いる 1/100 部分減光フィルターの減光率の検証
c12	中庭望	首都大学東京	M1	ASTRO-H 搭載軟 X 線望遠鏡に用いる反射鏡の反射率測定

※講演タイトルをクリックすると該当する集録へジャンプします

c13	Suzuki Ry- ota	中央大学	M2	湾曲結晶鏡の X 線分光実験・評価
c14	関大策	名古屋大学	M1	4 回反射型 X 線望遠鏡の新しい鏡面支持機構の開発

※講演タイトルをクリックすると該当する集録へジャンプします

[目次へ](#)

a1

TMT 中間赤外線観測装置 MICHI 冷却
チョッパー用超伝導 VCM の開発
東京大学
M2 毛利清

TMT 中間赤外線観測装置 MICHI 冷却チョッパー用超伝導 VCM の開発

毛利 清 (東京大学大学院 理学系研究科 天文学教育研究センター)

Abstract

中間赤外線と呼ばれる波長域 ($\lambda = 5 - 40 \mu\text{m}$) は温かいダスト ($T = 50 - 300 \text{ K}$) をトレースし、星の一生の始まりや終わりの現場など、可視光では減光によって観測の難しい領域の構造を解き明かすことが可能である。しかし、地上観測では大気が中間赤外線を放射するだけではなく、その放射の変動が早いかつ大きいため、星からの放射が大気変動に埋もれてしまう。これを取り除く方法として、素早く位置をずらした画像の差し引きで天体の像を得るチョッピングという手法が使われている。これには副鏡を用いているが、Thirty Meter Telescope (TMT) などの大口径望遠鏡では副鏡が巨大化し、素早く位置をずらすことが難しい。そこで、TMT 第 2 期装置の候補である MICHI では、装置内に鏡を動かす「冷却チョッパー」を導入し、副鏡の代わりにチョッピングを行うことでこの問題の解決を目指している。

本収録では、まずはそもそも冷却チョッパーが何であるのか、その役割について詳細を述べ、我々が開発を進めている MICHI 用冷却チョッパーについて説明する。次に、我々が注目した超伝導ボイスコイルモーター (VCM) について説明し、これまでに行った設計と性能評価について説明する。最後に、今後の課題と展望、ならびに応用の可能性についても述べる。

1 冷却チョッパー

1.1 冷却チョッパーとは？

チョッパーとは、天体の観測位置を短時間でスイッチする「チョッピング」を行う装置である。中間赤外線は大気温度に近い放射をトレースするため、地上観測を行う場合は大気が非常に強い放射源となる。さらにこの大気の放射は時間によって大きく変動するため、放射が変わらないうちに観測位置をスイッチして得た 2 つの画像の引き算で天体の画像を得る。この観測位置のスイッチがチョッピングである。図 1 には、チョッピングによって大気放射に埋もれた画像から天体の画像が得られる仕組みを示している。

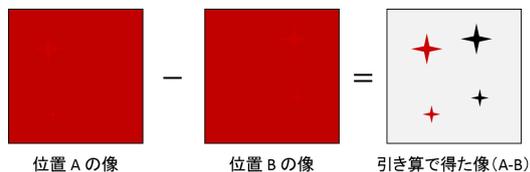


図 1: チョッピングの概要

すばる望遠鏡など、既存の望遠鏡ではチョッピングは望遠鏡の副鏡を動かして行われている。これは大

気変動のタイムスケールが早く、比較的小型かつ軽量で速い動きが実現できる副鏡をチョッパーとして使用しているためである。大気変動の影響を抑えるには、少なくとも 1 Hz 以上の矩形駆動で観測位置をスイッチする必要がある。しかし、Thirty Meter Telescope (TMT) などの 30 m 級の望遠鏡では副鏡も巨大化するため、副鏡で上記のような速い動きを達成するのは非常に難しくなってしまう。そこで、観測装置内に光学的に副鏡と同じ役割を持つ可動鏡を置き、位置をスイッチしてチョッピングを行う、という手法が考案されている。装置自身からの放射の抑止を目的に、中間赤外線の観測装置は冷却されるため、この装置内の可動鏡は冷却チョッパーと呼ばれている。我々のグループでは、TMT 第 2 期装置の候補である中間赤外線装置 MICHI (Mid-Infrared Camera, High disperser and Integral field unit) に用いる冷却チョッパーの開発を行っている。

1.2 MICHI 用冷却チョッパーの要求

冷却チョッパーの開発にあたっては、チョッピングを行う際の観測的な要求をチョッパーの機械的な要

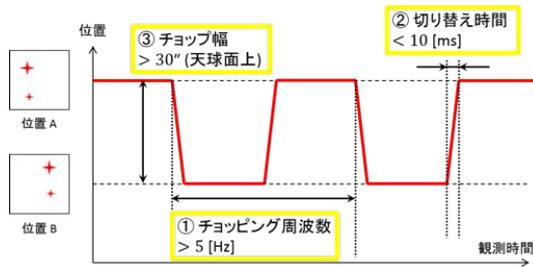


図 2: チョッピングの概念図ならびに要求

求へと変換する必要がある。図 2 には、実際の観測におけるチョッピングの様子の概念図と、チョッピングを行う際の観測的な要求がいくつか書かれている。チョッピング観測においては、図のように観測位置が矩形的に移動し、位置をスイッチする最中は観測が行えない。このような観測手法を踏まえると、チョッピングに必要な具体的な条件は以下のようにまとめられる。

- 大気の変動よりも早く位置が切り替わる
- 位置のスイッチ時間が十分短い
- 位置をスイッチしたときに天体同士が重ならない
- 観測時に位置が安定する

これらの要求を冷却チョッパーで実現するために、最も重要となるのは鏡を動かすアクチュエーターである。加えて冷却されている鏡や装置自体に影響しないよう、先述の内容を低発熱で実現するアクチュエーターが必要がある。観測からの要求を具体的に数値化し、冷却チョッパーに使用するアクチュエーターへの要求へと変換した結果を表 1 にまとめた。

表 1: 冷却チョッパー用アクチュエーターの要求性能

項目	要求性能など
チョッピング周波数	> 5 Hz
スイッチ時間	< 10 ms
ストローク	> 2.5 mm
位置安定性	< 0.22 μ m
使用温度	~ 30 K
発熱	< 0.1 W

2 超伝導ボイスコイルモーター (VCM) とその評価

2.1 ボイスコイルモーターとは

以上にまとめた要求を達成するアクチュエーターとして、我々はボイスコイルモーター (VCM) に着目した。VCM の断面図を図 3 に示す。VCM はスピー

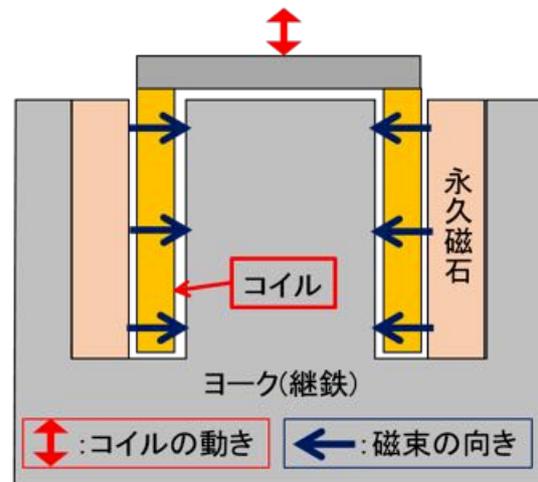


図 3: VCM の断面図

カーなどにも使われているリニアアクチュエーターであり、電気を使うため機械式のアクチュエーターと比べて即応性に優れ、構造が比較的単純で設計や制御が簡単、という利点がある。VCM の要素は簡単にはコイル・ヨーク・永久磁石の 3 つに分けられ、永久磁石から出る磁束がヨーク内を通過してギャップに誘導され、コイルに電流を流すとローレンツ力によってコイルが動くという簡潔な仕組みのアクチュエーターである。

2.2 MgB₂ 超伝導線

VCM に加えて、発熱を抑えるために VCM に使用する導線として、ジュール熱の発生しない超伝導物質に着目した。使用環境が 30 K であることから、我々は超伝導転移温度が 39 K である MgB₂ を導線に使用した VCM の製作を行った。MgB₂ は、液体窒素温度 (77 K) 以上でも超伝導を示す酸化物超伝

導体よりも超伝導転移温度は低い、異方性が小さいため酸化物超伝導体では難しい丸線に加工できる、という利点を持つ。なお、我々が使用した MgB_2 超伝導導線は臨界磁束密度を増すために炭素を添加しており、転移温度は 34-36 K になると予想される。

2.3 超伝導 VCM の製作

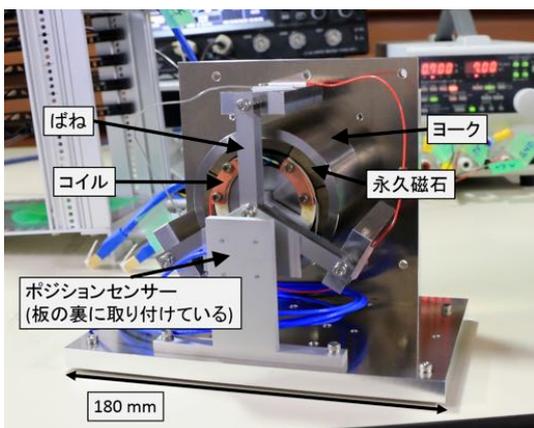


図 4: 超伝導 VCM 1 号機

VCM の製作にあたっては、電流値を抑えることが低発熱につながることから、永久磁石の持つ磁力が強く、その磁力を逃さないようにすることが重要になる。ネオジム磁石は低温環境下では磁力が下がるという報告があるため、永久磁石部分には低温環境下でも磁力の下がらないプラセオジム磁石を用いている。また、鉄心に磁束を蓄えきれなくなる磁束飽和によって磁力が低下することを防ぐため、ヨークには最大の飽和磁束密度を誇るパーメンジュールを用いている。こうした材料を用いて製作した超伝導 VCM 1 号機を、図 4 に示す。板ばねでコイルの中心軸を固定し、図の中央の板に取り付けたポジションセンサーにより、VCM の動きを測定している。

3 評価と結果

3.1 超伝導転移温度

使用環境温度と超伝導転移温度が近く、急に超伝導が破れることを防ぐために、製作した超伝導コ

イルの転移温度を正確に把握する必要がある。そこで我々は超伝導コイルの先端に温度計を取り付けて、温度を下げながら超伝導コイルの電圧降下を測定した。測定した温度と電圧降下を図 5 に示した。このグラ

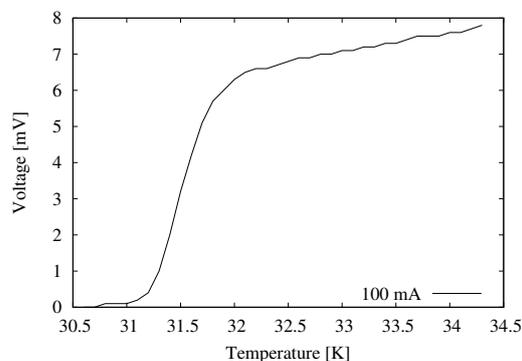


図 5: 転移温度測定実験の結果

フから、転移温度は 31 K という結果が得られた。予想される 34-36 K という値よりも低い結果となったが、使用環境の温度を上回っており、 MgB_2 超伝導導線が冷却チョッパーの要求を満足することが分かった。ただし使用環境と転移温度が近いため、注意深い温度管理が必要となると考えられる。

3.2 発熱

超伝導コイルであっても、流れる電流が交流の場合は超伝導体のヒステリシスにより発熱することが分かっている。また超伝導コイル以外にも、VCM のヨークや永久磁石に電流が流れて発熱が生じるため、急に超伝導が破れることを防ぐためには、VCM からどの程度発熱があるのかを知っておく必要がある。ヒステリシス等によって VCM から生じる発熱を解

表 2: 発熱試験の結果

電流	周波数	予想値	測定値	差
± 0.75 A	100 Hz	0.130 W	0.259 W	+99 %
± 0.38 A	100 Hz	0.055 W	0.062 W	+12 %
± 0.25 A	1000 Hz	0.478 W	0.283 W	-41 %
± 0.25 A	500 Hz	0.202 W	0.169 W	-16 %

析的に計算することは難しいので、我々のグループ

ではシミュレーションによる数値計算を行った。具体的な周波数・電流値に対して、シミュレーションから予想される値と、我々が測定して得た値を表 2 に示している。予想値と測定値は 2 倍の範囲内で一致しているが、発熱の電流依存性は見積もりより高く、周波数依存性は低い傾向が見られる。より正確に発熱量を予想できるよう、さらなるシミュレーション等によって見積もりを改善していく予定である。

3.3 動特性

高速かつ精密な動きを達成するためには、VCM の動きの周波数依存性から伝達関数を推測することが重要である。我々は VCM に正弦波電圧を加え、ポ

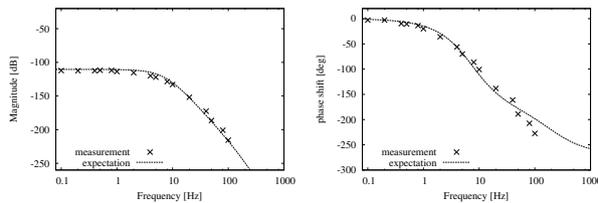


図 6: 常温 (295 K) での VCM のボード線図
左: ゲイン、右: 位相

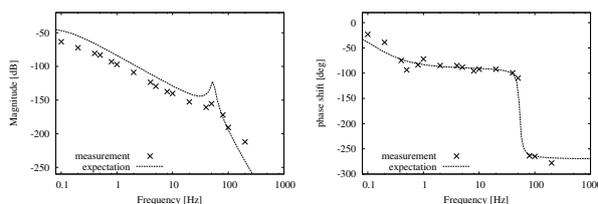


図 7: 低温 (21 K) での VCM のボード線図

ジションセンサーで測定した変位との比をとって、常温と低温 (21 K) のそれぞれについて VCM の周波数依存性を測定した。図 6 と図 7 はそれぞれ室温と低温時の VCM のボード線図であり、測定値を×印で、あらかじめ推測した伝達関数を点線で示している。どちらも左側はゲイン、右側は位相である。常温では測定値とがゲイン・位相共にほとんど一致しているが、低温では位相は良いものの、ゲインの測定値と予想値の間にズレが生じている、ということ

が判明した。この差については伝達関数の何らかのパラメータが実際と異なっていたと考えられるため、現在パラメータを調整し、低温時の VCM の伝達関数の正確な推定を行っている。

4 今後の展望

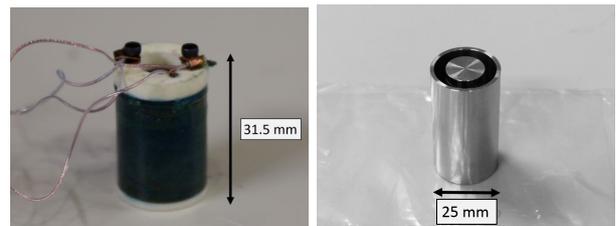


図 8: VCM2 号機のコイル (左) とヨーク (右)

VCM 1 号機はヨークの直径が 72 mm あるが、既存装置への組み込みや複数のアクチュエーターの利用といった応用を考えると、大きさをより小さくしたいという要求があった。そこで現在我々はより細い MgB_2 導線を使用して VCM を小型化した VCM 2 号機の製作を行っている。図 8 は VCM 2 号機のコイルとヨークの写真であり、このヨークの直径は 25 mm である。この 2 号機は小型化によって同じく冷却チョッピングの使用を考えている、東京大学で開発中の中間赤外線装置 MIMIZUKU (Mid-Infrared Multi-field Imager for gaZing at UnKnown Universe) への搭載を可能とした。実際の観測において、冷却チョッピングの性能が出せるかの試験を行う予定である。

Acknowledgement

本研究は国立天文台研究交流委員会より共同開発研究経費、JSPS 科研費 JP15H05439、JP40449369、JP25247017、JAXA 搭載機器基礎開発実験費ならびに国立天文台 TMT 戦略基礎開発研究経費の助成を受けて実施されたものです。また、夏の学校の開催にあたり、京都大学基礎物理学研究所 (研究会番号: YITP-W-16-02) からご支援を賜っております。簡潔ではありますが、ここに感謝の意を表します。

[目次へ](#)

a2

マイクロマシン技術を利用した超軽量X
線望遠鏡の超小型衛星搭載に向けた開

発と現状

首都大学東京

M1 寺田優

マイクロマシン技術を利用した超軽量 X 線望遠鏡の超小型衛星搭載に向けた開発と現状

寺田 優 (首都大学東京大学院 理工学研究科物理学専攻)

Abstract

近年、超小型衛星の性能向上は目覚ましく、技術実証のみならず、3 軸制御による本格的な宇宙物理学観測が可能になってきた。X 線天文においても、幾つかの超小型衛星が計画されている。しかし、X 線天体からの光は一般に微弱であり、大型衛星同様に望遠鏡が欠かせない。一方で、従来の望遠鏡は有効面積と重量にトレードオフ関係があり、超小型で大型衛星と相補的なミッションを確立するのは難しいという状況があった。我々は現在、首都大 航空宇宙コースとの共同開発による、バイナリーブラックホール探査のための超小型衛星 ORBIS (2020 年頃打ち上げ目標) に向けて、超軽量の X 線望遠鏡の開発を行っている。半導体加工技術の一つであるマイクロマシン技術を応用し、超軽量の X 線望遠鏡を開発している。直径 100 mm、厚さ 300 μm のシリコン基板に、深堀エッチングによって 20 μm 幅の微細孔を無数に形成し、側壁を水素アニールにより平滑化して、表面粗さ $\sim 1 \text{ nm } \sigma_{rms}$ 程度として、反射鏡として用いる。基板を高温塑性変形により球面に変形した後、反射率向上のために原子層堆積法による重金属膜付けをほどこし、集光結像系として用いる。この手法では、従来に比べ、1 桁以上、軽量かつ高性能の望遠鏡を実現可能である。望遠鏡の性能の鍵となる角度分解能を現在、制限しているのは、鏡表面の形状精度と、鏡の望遠鏡全体に対する配置精度である。我々は ORBIS で目標とする角度分解能 10 分角達成のため、テスト 1 回反射光学系に対して、変形前後でのペンシルビーム X 線照射を行って、形状精度と配置精度の切り分けを行っている。また、H-IIA ロケットの打ち上げを想定した、望遠鏡の振動試験を行って、前後での X 線評価から定量的に、厚さ 300 μm の望遠鏡が、打ち上げ時の振動に耐えうる事を確認した。本講演では、我々の超軽量 X 線望遠鏡の概要と、超小型衛星 ORBIS に向けた開発状況について報告する。

1 X 線望遠鏡と軽量化に向けて

一般的に X 線は屈折率が 1 よりも僅かに小さい程度なので、望遠鏡による集光を実現させる為には、 1° 程の反射角での全反射を用いた、斜入射工学系が採用されている。しかし、反射鏡が一枚しかない場合には像が歪みなく結像する為の条件であるアッペの正弦条件を満たすことが出来ない為に、回転放物面と回転双曲面に並べられた 2 枚の反射鏡を用いた Wolter I 型斜入射工学系が採用されている。望遠鏡には性能を指し示すパラメータが大きく分けて 2 つ存在する。一つは像の広がりや指し示す角度分解能である。一般的に広がりや指し示す角度分解能 r の円の中に集光される X 線の光量である EEF(r)(Encircled Energy Function)、が全光量の 50% を占めるようになる円の直径を表す HPD(Half Power Diameter) で

表される。反射された X 線は一点に集光することが望ましいが、反射面の形状が滑らかでない、鏡の配置が理想的でない、Wolter I 型を円錐に近似している、などの理由により広がりを持って集光する。そして、もう一つのパラメータは望遠鏡の集光力を表す有効面積である。有効面積は $S(\theta)$ を $\theta \sim d\theta$ までの入射角を持つような反射鏡の面積、 $R(\theta, E)$ を入射角 θ 、X 線のエネルギー E における反射鏡の反射率とすると

$$\int S(\theta) R(\theta, E) d\theta \quad (1)$$

と表される。大有効面積を獲得するためには、多数の鏡を配置し、開口面積を大きくするか、反射率向上の為に原子番号の大きな材質を用いる必要がある。そして、良い角度分解能を持つためには重く剛性の高い鏡を使用しなければならない。従って、望遠鏡

の重量と性能はトレードオフの関係になってしまっている。ここで、望遠鏡の軽量化に向けた考えとしてマイクロポア光学系というものがある。これは、1枚1枚の鏡の大きさを小さくし、その代わりにより多数の鏡を配置することによって有効面積を確保したまま軽量化を実現するものである。従来に比べ、鏡の大きさを A^{-1} にした場合、その質量は A^{-3} で、反射面は A^{-2} で小さくなる。ここで鏡を A^2 だけ多数配置したならば、反射面の大きさは従来と変わらず、質量だけを A^{-1} で小さくすることができる。加えて角度分解能も、十分に良い鏡の配置、形状ならば、HPD にして数秒角を達成することが可能である。この考えに基づいて製作される望遠鏡は、従来よりも1桁以上の軽量化が可能であり、~50 kg 未満であることが要求される超小型衛星への搭載も十分に可能である。

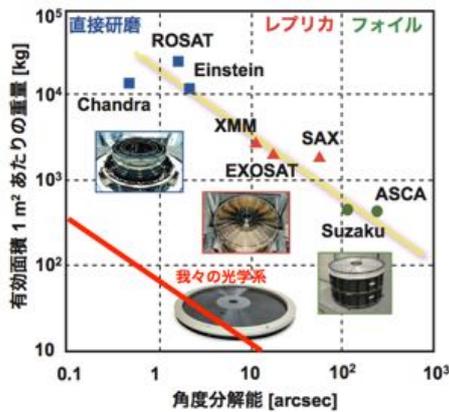


図 1: 質量と望遠鏡性能のトレードオフ関係と我々の目標

2 我々の光学系

我々は、このマイクロポア光学系をシリコン深堀エッチングにより実現しようとしている。[1] 大まかな製作プロセスとしては、厚さ $300 \mu\text{m}$ のシリコン基板に $20 \mu\text{m}$ ピッチでスリットを形成するようにパターンニングし、これをドライエッチングにより穴を貫通させる。このスリットの側壁を X 線の反射面として用いるのだが、このままでは形状の滑らかさが十分ではないので、 1000 C° の高温雰囲気

中で水素アニールを処理し、側壁形状の改善を図っている。その後、 1000 C° に高温にした基板をプレス変形することで、球面に塑性変形して X 線の集光を可能にし、最後に反射率向上のための重元素の膜付けを行い光学系が完成する。完成した基板は曲率の異なったもう一つの基板と組み合わせることで、Wolter I 型射入射光学系として用いられることが出来る。すでに我々はこの光学系による X 線の集光に成功しており、基板のみの重さで数グラムといった軽量化を実現している。

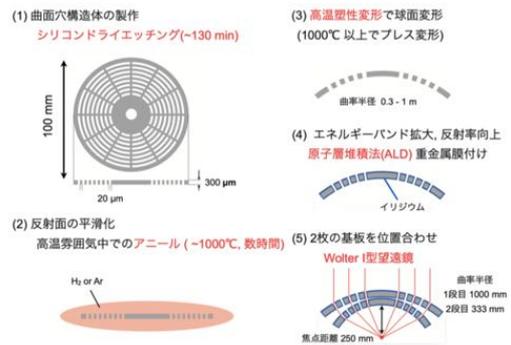


図 2: 製作フロー



図 3: 完成した光学系

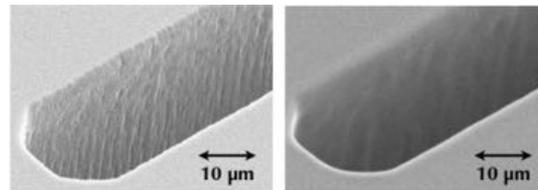


図 4: アニール前後の側壁粗さの比較、左アニール前、右アニール後

3 角度分解能向上に向けて

角度分解能の向上に向けては、鏡の形状、配置精度を改善する事が重要となる。我々は今までに、主に形状精度に関係すると考えられるドライエッチングや水素アニール、配置精度に関係すると考えられる変形プロセス、そのそれぞれのレシピを検討し、最適化を行ってきた。しかし、形状、精度精度がそれぞれの程度光学系の角度分解能に影響を及ぼしているかは明確にはわかっていなかった。そこで我々は、光学系を変形前、後の2回に分けて、光学系の一部に X 線ペンシルビームを照射し、その反射光を CCD カメラで撮影、変形前後での像の広がり、集光中心からわかる反射角を比較することにより形状精度と配置精度の切り分けを試みている。我々は宇宙科学研究所にある 30 m ビームライン施設を利用し、変形前の光学系の中心から、左右平行方向 58 点、同様に上下垂直方向 58 点に対して、 1×1 mm X 線ビームを照射し、X 線集光イメージを取得した。これにより局所的な角度分解能、反射角が判明し、後ほど行う予定である変形後の測定結果と比較することにより、その部分ごとの形状精度、配置精度の寄与を同定することができる。

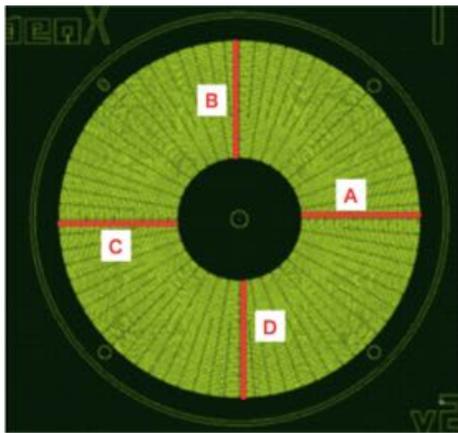


図 5: 測定点

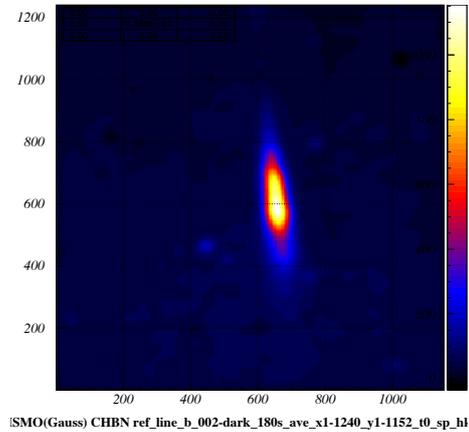


図 6: 集光イメージ

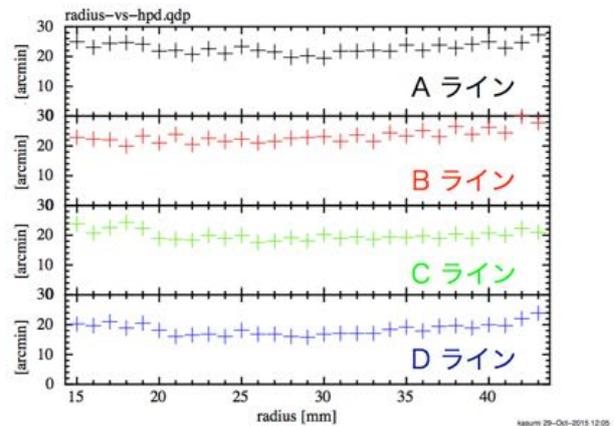


図 7: 各測定点における像の広がり

4 超小型衛星 ORBIS 搭載に向けて

現在我々と首都大の航空宇宙のチームは、超小型衛星 ORBIS を開発している。ORBIS はブラックホール＝ブラックホール連星探査を目的とした衛星で、連星の周期的な回転を、X 線の光度変調を用いて観測し、バイナリブラックホールの同定を狙う。ORBIS には我々の光学系を搭載することが決定しており、2020 年頃の打ち上げを目指している。そこで我々は ORBIS 搭載に向けて、打ち上げに使用される H-IIA ロケットを仮定した振動試験を行った。加振装置としては東大中須賀研所蔵の振動発生器を用い、ロケッ

ト打ち上げ時に生じる振動である、準静的加速度振動、ランダム振動の 2 種類の振動を光学系に与えた。試験の評価としては、2つの観点から行い、まず1つとして、振動前後において光学系をを 20~2000 Hz という広範囲において加振し、その共振点を加速度ピックアップから測定、その変化がないかどうかを測定した。そしてもう一つとしては、振動前後で光学系上の同一の点に X 線を照射し、鏡の配置から決まる反射角を測定、その変化が振動によって生じていないかを検証した。共振点、鏡の配置ともに、振動による変化は見られず、光学系が H-IIA ロケット打ち上げに耐えうることを確かめることができた。

5 参考文献

[1]Micropore x-ray optics using anisotropic wet etching of (110) silicon wafers(著者 Y.Ezoe et al. 2006)。

Reference

Y.Ezoe, M.Koshiishi, M.Mita, K.Mitsuda, A.Hoshino, Y.Ishisaki, Z.Yang, T.Takano, & R.Maeda 2006, 発行元 Applied Optics

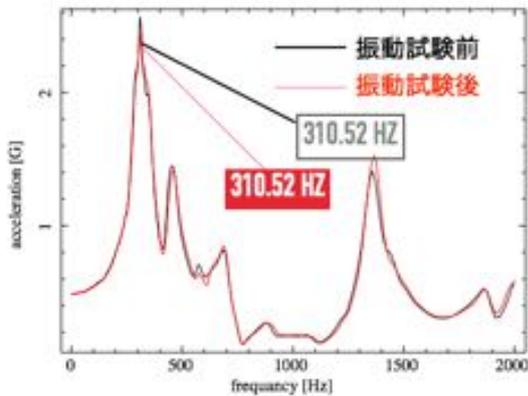


図 8: 準静的加速度振動前後での共振点の比較

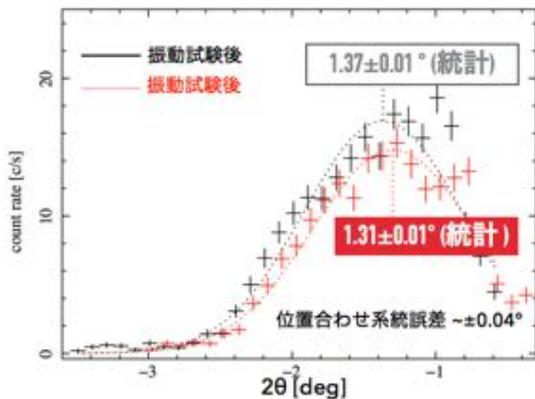


図 9: 振動試験前後での反射角の比較

[目次へ](#)

a3

次世代型MeVガンマ線望遠鏡を目指し
た電子飛跡検出型コンプトンカメラの
開発と現在の性能

京都大学

M1 谷口幹幸

次世代型 MeV ガンマ線望遠鏡を目指した 電子飛跡検出型コンプトンカメラの開発と現在の性能

谷口 幹幸 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

MeV ガンマ線領域は数少ない未開拓領域であるが、MeV ガンマ線は超新星残骸にある放射性同位体やガンマ線バーストなど多くの天体から放出されており、MeV ガンマ線を高感度で観測することは重要である。

MeV ガンマ線天文学が未開拓であることの大きな理由は、イメージングの難しさにある。MeV ガンマ線が物質と起こす相互作用のうち、最も優位なのはコンプトン散乱である。したがって、コンプトン散乱を利用してその到来方向を一意に決定するには、コンプトン散乱を完全に再構成しなければならない。また、観測機器本体の放射化による核ガンマ線や環境放射線、大気中性子などの大量のバックグラウンドによって感度が制限されるため、高いバックグラウンド除去能力が必要となる。

我々は、次世代型 MeV ガンマ線望遠鏡として電子飛跡検出型コンプトンカメラ (Electron-Tracking Compton Camera: ETCC) の開発を進めている。ETCC は、Micro Pixel Chamber(μ -PIC) と呼ばれる高位置分解能検出器を用いた 3 次元ガス飛跡検出器により、従来の検出器では困難であった反跳電子の方向を決定可能である。これにより、ETCC はコンプトン散乱を完全に再構成可能で、1 光子ごとの到来方向を一意に決定できる。また、反跳電子の方向を用いることで解析的に多くのバックグラウンドを除去することができ、実測からイメージングの有意度は電子飛跡を使わない解析に比べて約 4 倍高くなることが示された。

ETCC はこれからの MeV ガンマ線天文学において重要な役割を果たすことが期待される。

1 MeV ガンマ線天文学

現在、赤外線から X 線やガンマ線に至るまでさまざまな波長領域で天文学が切り拓かれている。図 1 に X 線からガンマ線領域における各検出器の観測時間 10^6 s での検出感度を示す。これを見ると、X 線および 100 MeV 以上の高エネルギーガンマ線領域に比べ、MeV ガンマ線領域は検出器の数自体少なく、検出感度も他の領域に比べて圧倒的に悪いことがわかる。すなわち、MeV ガンマ線領域は数少ない未開拓領域である。

MeV ガンマ線領域が未開拓である大きな理由はイメージングの難しさにある。天文学では、検出した光がどの天体から放出されたものなのかを決定できなければならないが、MeV ガンマ線は、到来方向を決定するのが難しい。これは、MeV ガンマ線が物質と起こす相互作用と大量のバックグラウンドによる。

MeV ガンマ線が検出器中のターゲット物質と起こす相互作用のうち、最も優位なのはコンプトン散乱

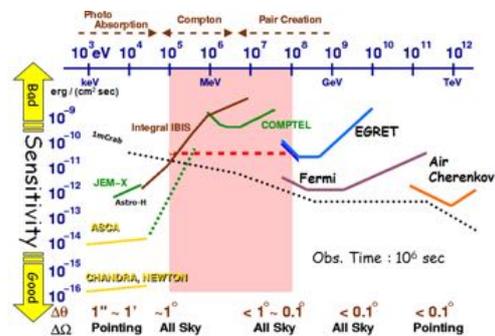


図 1: X 線からガンマ線領域における各検出器の観測時間 10^6 s での検出感度。赤色点線は我々の目標感度

である。コンプトン散乱では、ガンマ線はエネルギーを一部しか落とさないため、通常の検出器ではあまり好まれる相互作用ではないが、散乱ガンマ線と反跳電子の情報からコンプトン散乱を再構成できれば、入射 1 光子ごとにエネルギーと到来方向の情報が得られる。そのため、コンプトン散乱の再構成は MeV ガンマ線イメージング法のひとつとして利用される。

しかし、コンプトン散乱を完全に再構成し、到来したガンマ線の方向とエネルギーを一意に決定するには、ガンマ線によって反跳された電子の方向とエネルギーおよび散乱後のガンマ線の方向とエネルギーを得る必要がある。しかし、ガンマ線は透過力が高く、物質と反応しにくい、電子は物質と反応しやすい。したがって、両者のエネルギーと散乱方向をすべて観測することは難しい。また、宇宙線が観測機器本体と相互作用することで励起された観測機器を構成する原子核からの核ガンマ線や環境放射線、大気中性子などの大量のバックグラウンドも天体からの MeV ガンマ線観測を困難にしている。

しかし、超新星残骸や銀河面にある放射性同位体からは MeV 程度のエネルギーをもつ核ガンマ線が放出されている。核ガンマ線は特定のエネルギーをもち、スペクトルがライン状になるので元素の種類の同定がしやすい。それらを観測することで元素合成のプロセスや元素の宇宙拡散に迫ることができる。また、ガンマ線バーストや活動銀河核のジェットからの MeV ガンマ線の観測により、その粒子加速・放射機構が解明できると期待されている。このように、MeV ガンマ線の高感度観測は重要な意味をもつ。

2 MeV ガンマ線イメージング法

これまでに、MeV ガンマ線イメージング法として成果を上げた方法に以下の 2 つが挙げられる。

- コーデッドマスク法
- コンプトンイメージング法

コーデッドマスク法は、コンプトン散乱を利用しない方法で、遮蔽物によって光が入射する方向を制限するコリメータ法を発展させた方法である。この方法では、高い阻止能をもつマスクの後方に位置検出器を配置する (図 2)。マスクにはガンマ線の到来方向と影の絵が 1:1 対応するように穴が開けられている。コーデッドマスク法を用いた検出器には INTEGRAL 衛星に搭載された SPI があり (G. Vedrenne et al. 2003)、SPI は SN2014J を観測することで、世界で初めて超新星爆発から ^{56}Co 核ガンマ線を観測した (E. Churazov et al. 2014)。

しかし、この方法では 1 光子ごとの到来方向が全くわからないため、線源の特定には多数の光子が必要であるとともに、多くのバックグラウンドの混入を避けられず、感度を落としてしまう。

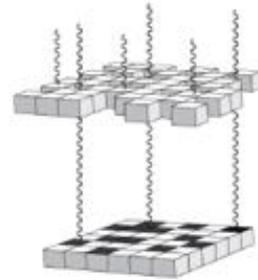


図 2: コーデッドマスク法の概念図 (A. Zoglauer 2005)

コンプトンイメージング法は、コンプトン散乱を再構成することでガンマ線の到来方向を決定する。この方法を用いた検出器には CGRO 衛星に搭載された COMPTEL がある (V. Schönfelder et al. 1993)。COMPTEL では図 3 のように前段に原子番号の小さな物質、後段に原子番号の大きな物質が設置された。

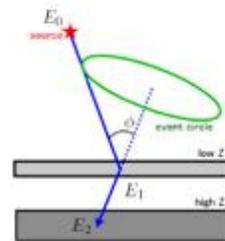


図 3: COMPTEL でのコンプトンイメージング法

前段ではコンプトン散乱を起こさせるとともに反跳電子を捉え、電子のエネルギー E_1 と散乱点を得る。また、後段では散乱ガンマ線を捉え、エネルギー E_2 と吸収点を得る。そして、 E_1 と E_2 から、

$$E_0 = E_1 + E_2 \quad (1)$$

$$\cos\phi = 1 - m_e c^2 \left(\frac{1}{E_2} - \frac{1}{E_1 + E_2} \right) \quad (2)$$

により入射ガンマ線のエネルギー E_0 とガンマ線の散乱角 ϕ を決定する。また、散乱点とガンマ線の吸収点から散乱ガンマ線の方向がわかる。しかし、電子

の反跳方向がわからないため、コンプトン散乱を完全には再構成できず、ガンマ線の到来方向は円環上にしか制限できない。そこで、この円環を重ね合わせて、線源の位置を特定する(図 4)。しかし、この方法では、真の線源位置 (source) の他に偽の線源位置 (ghost) も現れてしまい、雑音の原因となる。このような電子の反跳方向を用いないコンプトンイメージング法を、我々は従来のコンプトンイメージング法と呼んでいる。

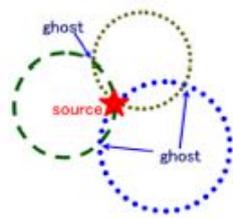


図 4: 従来のコンプトンイメージング法での線源特定

COMPTEL は現在までに MeV 領域の全天観測に唯一成功した検出器であるが、発見した定常的放射天体は約 30 個であった (V. Schönfelder et al. 2000)。

コーデッドマスク法や従来のコンプトンイメージング法では、1 光子ごとに到来方向を決定できない。そのため、ガンマ線源を特定するために多数の光子を検出し、それらを統計的に処理しなければならない。これにより多くのバックグラウンドが混入し、大きく感度を落としてしまう。したがって、1 光子ごとに到来方向を決定することで、高いバックグラウンド除去を実現する高感度検出器の開発が必要である。

3 電子飛跡検出型コンプトンカメラ

我々は、高感度な次世代型 MeV ガンマ線望遠鏡として、電子飛跡検出型コンプトンカメラ (Electron-Tracking Compton Camera : ETCC) の開発を進めている (図 5)。ETCC によるイメージングはコンプトンイメージング法の一つであり、Micro Pixel Chamber(μ -PIC) と呼ばれる高位置分解能検出器を用いた 3 次元ガス飛跡検出器内で、コンプトン散乱を引き起こさせる。そして、飛跡検出器で反跳電子を

捉え、その 3 次元飛跡とエネルギーを得る。また、位置感度型 PMT を読み出しにもつ Pixel Scintillator Array(PSA) が、飛跡検出器の底面と側面を囲むようにして置かれている。これによって散乱ガンマ線を捉え、そのエネルギーと吸収点を得る。

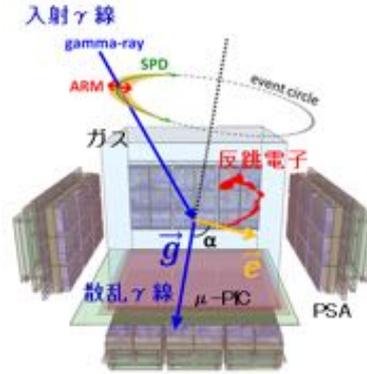


図 5: ETCC の概念図

ETCC では、飛跡検出器で得た 3 次元飛跡から電子の反跳方向がわかる。これにより、コンプトン散乱を完全に再構成可能で、従来のコンプトンイメージング法では円環上にしか決まらなかった 1 光子ごとの到来方向を一意に決定できる。

また、飛跡検出器は荷電粒子の 3 次元飛跡とエネルギー損失を測定できるため、通過した荷電粒子の単位飛距離当たりのエネルギー損失 (dE/dx) を求められる。 (dE/dx) は粒子の電荷量やエネルギーに依存し、飛跡の終点あたりでブラッグピークと呼ばれるピークをもつ。これにより、粒子識別が可能であり、検出器中で止まった電子イベントのみを効率よく選択できる。これは荷電粒子によるバックグラウンドの強力な除去方法となり、ETCC では COMPTEL のような荷電粒子を除去するための反同時計数用の検出器を用意する必要がない。

さらに、ETCC では、散乱ガンマ線の方向と反跳電子の方向の成す α 角を以下のように幾何学的方法 α_{geo} と運動学的方法 α_{kin} の 2 通りで定義できる。ここで、 E_γ と K_e は散乱ガンマ線と反跳電子のエネルギー、 \vec{g} と \vec{e} (ともに単位ベクトル) は散乱ガンマ線の散乱方向と反跳電子の反跳方向である。

$$\cos\alpha_{geo} = \vec{g} \cdot \vec{e} \quad (3)$$

$$\cos\alpha_{kin} = \left(1 - \frac{m_e c^2}{E_\gamma}\right) \sqrt{\frac{K_e}{K_e + 2m_e c^2}} \quad (4)$$

このとき、 α_{geo} と α_{kin} は 1 イベントごとにそれぞれ独立に求められるので、両者が一致するイベントのみを取ることによってコンプトン散乱を起こしたイベントとそうでないイベントを分離できる。

このように、ETCC は高いバックグラウンド除去能力を有するが、それだけではなく、コリメータを用いる必要がないので広い視野を実現できる。

4 ETCC のイメージング能力

入射ガンマ線の到来方向の決定精度は図 5 中に示された、ガンマ線の散乱角の決定精度 ARM(Angular Resolution Measure) とコンプトン散乱平面の決定精度 SPD(Scatter Plane Deviation) という 2 つのパラメータによって評価することができる。実測から現在の ETCC では、662 keV で ARM(FWHM) が約 6 度、SPD(FWHM) が約 100 度である (宮本奨平 2016)。また、ETCC は、1 光子ごとの到来方向を一意に決定できるので、MeV ガンマ線カメラで初めて点光源の広がり具合を表す PSF(Point Spread Function) を定義した。PSF を点源からのイベントのうち、50%が含まれるときの角度であると定義すると、現在の ETCC では実測から PSF は 662 keV で 10 度～15 度であると期待できる (宮本奨平 2016)。

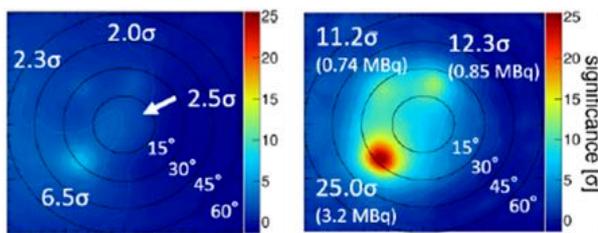


図 6: ^{137}Cs を 3 線源用意したときの ETCC によるイメージング結果。従来のコンプトンイメージング法による解析結果 (左) と電子飛跡を用いた解析結果 (右)(宮本奨平 2016)

図 6 は ^{137}Cs を 3 線源用意して ETCC でデータを取得し、従来のコンプトンイメージング法と同様に電子飛跡を用いずに解析した結果 (左) と電子飛跡を

用いて解析した結果 (右) である。この結果から電子飛跡を用いることで、電子飛跡を用いない場合に比べて約 4 倍の有意度が得られることが示された。これは、電子飛跡を取得できる ETCC が高いイメージング能力を誇ることを示す重要な結果である。

5 まとめと展望

MeV ガンマ線領域は、天文学において数少ない未開拓領域であるが、MeV ガンマ線はさまざまな天体から放出されており、MeV ガンマ線を高い感度で観測できる検出器の開発が求められている。

コーデッドマスク法や従来のコンプトンイメージング法において高い感度が得られなかったのは、入射 1 光子ごとに到来方向を決定できなかったことによるが、高位置分解能検出器 $\mu\text{-PIC}$ を用いたガス飛跡検出器と位置感度型 PMT を読み出しにもつ PSA を組み合わせた ETCC では電子飛跡が取得可能なため、1 光子あたりの到来方向を一意に決定できる。

また、ETCC は得られた電子飛跡を用いて、解析的に多くのバックグラウンドを除去することができ、実測からイメージングの有意度は電子飛跡を使わない解析に比べて約 4 倍高くなることが示された。これにより、ETCC はこれからの MeV ガンマ線天文学において重要な役割を果たすことが期待される。

2018 年頃には、かに星雲などの明るい天体を観測することで、ETCC による天体ガンマ線撮像能力を実証する気球搭載実験を行う予定である。現在は、それに向けて Scintillator の改良や最適ガスの study などさらなる感度向上を目指した研究を行っている。

Reference

- G. Vedrenne et al. 2003, A&A 411, L63-L70
- E. Churazov et al. 2014, Nature 512, 406
- A. Zoglauer 2005, PhD thesis Technische Universität Munich
- V. Schönfelder et al. 1993, ApJS 86, 657-692
- V. Schönfelder et al. 2000, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 143, 145-179
- 宮本奨平 2016, 修士論文 京都大学

[目次へ](#)

a4

ASTE搭載用TESボロメータカメラの
開発

大阪府立大学

M1 鈴木駿汰

ASTE 搭載用 TES ボロメータカメラの開発

鈴木駿汰 (大阪府立大学大学院 理学系研究科)

Abstract

我々は宇宙初期において爆発的星形成が起きているとされるサブミリ波銀河観測を目的とした ASTE 搭載用 TES ボロメータカメラの開発を進めている。本カメラは読み出し系として高感度な磁束計である SQUID を用いており、1 つの SQUID で複数の TES ボロメータを読み出すことが可能となるマルチプレクス化を利用することで大規模な 2 次元アレイを実現する。我々は将来的に、より大規模なカメラの開発を目指しており、そのためにはボロメータの素子数を向上させる必要がある。しかし、1 K 以下の極低温では、冷却パワーが小さくなるため、熱流入が多くなる理由で配線を大量に入れることは避けたい。そこで、少ない配線と読み出し素子数で効率良く読み出す必要があり、マルチプレクス数の向上が素子数の増大に大きく関わってくる。また、従来に読み出し回路として使用していた LC-Board (inductor, capacitor が一枚のボード上に配置) より歩留まりを向上させたい狙いもある。そこでまずは、特性 ($L, f \propto 1/\sqrt{LC}$) の揃った inductor を小さなチップから wafer に更新した。同時に 100 pin の基板対基板コネクタを使用して TES ボロメータ, inductor, capacitor を結びと共に、capacitor をコンパクトに実装するための回路基板の設計と測定を行い、読み出し評価を行った。その結果、L-Board、C-Board それぞれコンパクトでモジュール化した配線系の実現、及びマルチプレクス数の増加につながった。更に inductor では 95 % 以上、読み出し回路全体としては 91.4 % と前回に比べ歩留まりの向上にも成功した。

1 Introduction

TES ボロメータカメラを搭載する ASTE (The Atacama Submillimeter Telescope Experiment) 望遠鏡は、南米チリの標高約 4800m の場所のアタカマ砂漠に設置してある口径 10m のサブミリ波望遠鏡である。この場所は大気透過率が非常に良い、さらに水蒸気量が小さい。以上のことから電波を観測するうえで絶好の場所となっている。そして、我々は近傍銀河から遠方銀河までの連続波観測を通して銀河形成史を明らかにすることを目指し、ASTE 搭載用 TES ボロメータカメラの開発を進めている。ミリ波サブ

ミリ波帯をカバーする連続波カメラは高い分解能と広い視野、そして観測効率に優れており重要な観測結果をもたらしている。これまでに、マサチューセッツ大学他が開発した 144 画素、波長 1.1mm 帯のボロメータカメラである AzTEC を用いた連続波観測により、遠方宇宙で爆発的な星形成銀河であるサブミリ波銀河を多数発見されている。これらサブミリ波銀河は構造形成・銀河形成を理解するうえで重要な天体であると考えられている。また、近傍銀河における低温ダストからの熱放射の観測、銀河系内の巨大分子雲の探査、Sunyaev-Zel'dovich(SZ) 効果を用いた遠方銀河団の高温ガスの観測などが行われてきた。我々が開発している ASTE 搭載用のミリ波サブミリ波帯連続波カメラの成果として以上の物理量を導き出すことも期待される。

本カメラでは信号読み出しに SQUID と呼ばれる超伝導量子干渉計が使われる。そして、より多くの素子を用いたボロメータアレイを実現するには図 1 で示す回路図のように複数の TES ボロメータを 1 つの SQUID で読み出すことができるマルチプレクス技術

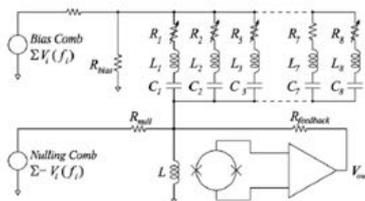


図 1: マルチプレクス読み出し回路。

が不可決である (Lanting et al.,2005)。その利点として、配線数を減らすことができることが挙げられる。1 K 以下の極低温では冷却パワーが小さく、熱流入が多くなる理由で配線を大量に入れるわけにはいかないため、配線を減らすことで読み出し配線からの熱流入を最小限に抑えることができる。また、高額な SQUID の個数を減らすことでコストパフォーマンスにもつながってくるため、マルチプレクスは重要なシステムとなっている。読み出し時には周波数分割方式により複数の TES ボロメータを異なる周波数で交流駆動することにより素子ごとに異なる周波数変調をかけ、それらの信号を加算してひとつの SQUID で読み出している。加算された信号は、室温においてそれぞれの駆動周波数でフィルタをかけて復調し、それぞれの素子からの信号を取り出している。

2 LC-Board の設計開発

将来、大規模な TES ボロメータカメラを開発するにあたって TES ボロメータの素子数を増加させる必要がある。それに伴ってマルチプレクス数を増加させることが要求される。また、歩留まりの向上も今回

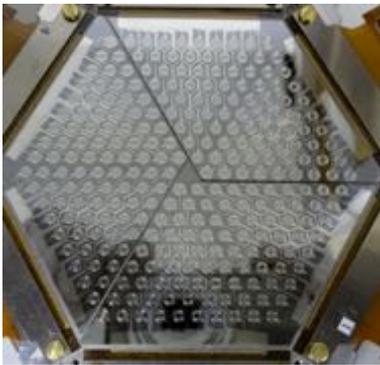


図 2: UC Berkeley で製作された inductor array の写真。6inch のシリコンウェハーに薄いチタンを接着層として密着性を上げた上でアルミを蒸着し、コイルのパターニングを行ない、六角形の外形に切り出して作られている。また歩留まりを上げるため、1 層の配線を採用していることから、コイルの中央で往復の配線をアルミのワイヤボンディングによって接続している。

の開発目的としてある。そこでまず、Inductor wafer (L-Board) に更新すると同時に、capacitor wafer (C-Board) の設計開発を行った。inductor は、ボロメータと一対一対応させるために、また、省スペースにするために、1 枚のシリコンウェハー (図 2) で、ボロメータと同じ配置を採用している。そのため、コイルの配置間隔は、ボロメータと同じく 3.9mm である。一方で、コイル間における相互作用が最も支配的な磁気的クロストークになるため、隣接するコイル間の相互インダクタンスのコイル間距離への依存性を計算した結果が、図 3 である。各コイルにおけるインダクタンスは、SQUID の読み出し回路、ボロメータの信号帯域に合わせて 16uH で一定である。これから、コイルの配置間隔が 3.9mm であった場合、相互インダクタンスの値は約 1.6nH であり、コイル間の磁気的な影響は十分に小さいといえる。また、以上の値を用いて $k = M/L$ の式より、 k が 10^{-4} オーダーとなる。 k は結合係数で 2 つのコイルの結合度合いを表す値 ($0 \leq k \leq 1$) を示す。この結果からも k の値は十分小さく、コイル間の磁気的な影響は十分に小さいとわかる。ここで設計の際には配線ピッチ、配線幅にも注意しなければならない。図 4 のグラフからわかるように配線幅によって自己インダクタンスに影響する。また、図 5 のように配線ピッチ、配線幅から相互インダクタンスに影響する。これらを考慮して各パラメータを決定する必要がある。その結果、配線ピッチが $120 \mu\text{m}$ 、配線幅が $50 \mu\text{m}$ であれば双方の影響が十分に小さくなると思った。すると、

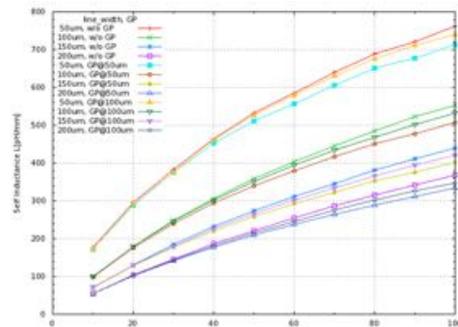


図 3: stripline での配線ピッチ、間隔における自己インダクタンスの関係。電磁界解析によるシミュレーション。

配線間距離は $10 \mu\text{m}$ と非常に小さくなるため、周囲への磁場の影響を小さくすることもできる。L-Board の更新に伴って、TES ボロメータ, L, C を結ぶと共に、C をコンパクトに実装するための回路基板の設計 (図 6) を行った。同時に配線間の干渉によるクロストークの影響を考慮し、近接する配線間の周波数が近くならないように C の配置を決めることで周波数の割り当てを考えた。我々の使用するコネクタはスペースを確保するため、100pin の基板対基板コネクタを採用した。コネクタが小さいことはまた、インダクタンスを抑えることにもつながる。また、極低温で 100pin コネクタの使用による配線設計は例がなく、我々の TES ボロメータカメラの特徴ともいえる。また、従来に使用した読み出し系では MUX 数が 8 個だったのが今回の LC-Board の改良によって MUX 数が 12 個読み出すことができているか、かつその歩留まりの評価を行った。SQUID を通った読み出したシグナルは、復調器により復調され、デジタル信号に変換され PC に保存される。

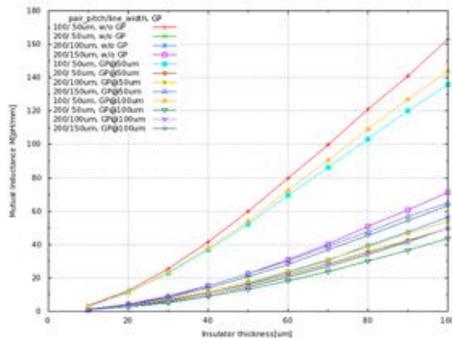


図 4: stripline での配線幅における相互インダクタンスの関係

3 読み出し評価

LC-Board の改良による読み出し評価結果例を図 7 で示す。ここからわかるように 1 つの SQUID で 12 個の TES ボロメータの読み出しに成功した。すなわち、マルチプレクス数を増やすことができた。また LC-Board において、歩留まりは少なくとも 271 個中 250 個、つまり約 92% の読み出しができた。残りの読み出せなかった確実な原因は定かではないが、

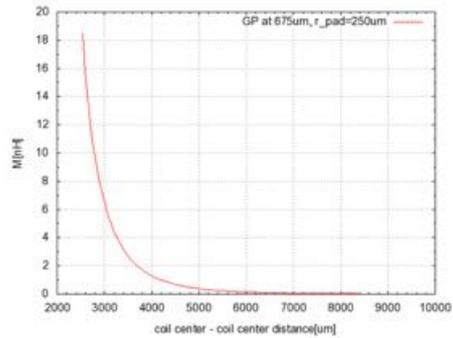


図 5: コイル間距離と相互インダクタンスの関係

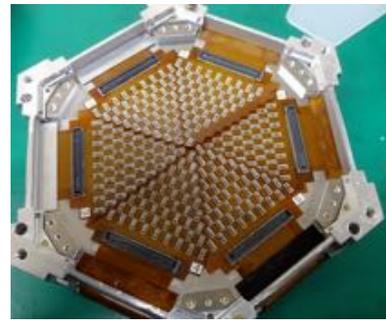


図 6: C-Board の外形写真。特性 ($L, f \propto 1/\sqrt{LC}$) の揃った inductor を小さな chip (従来の LC-Board で使用) から wafer (L-Board) に更新。それに伴って、C も同様に一枚の wafer で製作。各辺の端には 100pin コネクタが設置されており、これを介して配線がつながっている。

SQUID の不具合で読み出すことができなかったことが考えられる。また他の読み出せなかったピクセルは各ボードの製造プロセスのもと、配線や素子そのものに問題が生じ、不良のものが存在してしまったことが示唆される。しかし、この歩留まり結果は従来のものと比較しても十分に良い結果が得られたといえる。

4 本研究の成果と今後

従来 1 つの SQUID で 8 つの TES ボロメータしか読み出せなかったのが本研究によって 12 個の TES ボロメータの読み出しに成功した。また、LC-Board の改良により読み出せた数が 271 個中 250 個と歩留まり

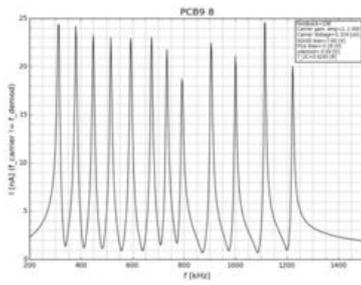


図 7: TES ボロメータカメラ Band2(350GHz 帯)における読み出し結果例。1つの SQUID で 12 個の TES ボロメータを読み出せているのがみられる。

りの向上にもつなげることができた。以上のことに寄与したこととして、SQUID の回路的に 16 MUX 程度まで増やせる可能性があった。そして、本研究により将来的に素子数を倍増するための道筋を開いた。2016 年 5 月からは新たに改良した TES ボロメータカメラを ASTE 望遠鏡に搭載し、試験観測及び解析を行っている。将来的には現在 2 バンド (270GHz, 350GHz) からバンド数を増やした大規模な TES ボロメータカメラ開発を行い、科学運用を目指す。

Reference

- [1]T. M. Lanting et al. 2005, ApPhL, 86k, 2511
- [2]Mehl et al. 2008, JLTP, 151, 697
- [3]H.Ezawa et al. 2004, SPIE, 5489, 763

[目次へ](#)

a5

高角度分解能を目指したX線望遠鏡用
CFRP反射基板の精密配置法の開発

名古屋大学

M1 横田翼

高角度分解能を目指した X 線望遠鏡用 CFRP 反射基板の精密配置法の開発

横田 翼 (名古屋大学大学院 Ux 研究室)

Abstract

従来の日本の X 線望遠鏡は、厚さ 0.1 ~ 0.3 mm の多数の X 線反射鏡を同心円上に多数配置した多重薄板型である。これは集光力が高いという利点を持つが、1 枚の反射鏡が薄く鏡面の形状精度が十分ではないため、角度分解能は数分角に制限される。角度分解能をさらに向上させるためには、高精度形状の X 線反射鏡を開発することが重要である。そのため我々は炭素繊維強化プラスチック (CFRP) に着目し、より薄く軽い高精度な基板の開発を進めている。CFRP は今まで反射鏡基板に使用していたアルミニウムと比べ比重が約 2/3 倍、比弾性率が約 17 倍と軽量かつ高剛性であり、高精度な基板成形に適した複合材料である。次に大切なのは反射鏡基板を精度良く配置決めすることである。これまでは、アライメント・バーが持つ“くし”の歯状の溝に反射鏡をさすことで反射鏡の位置決めを行ってきた。この方法の位置決定精度は 10 μm 程度であり、結像性能の劣化は 1 分角程度になる。

本研究では、精密位置決め装置であるピエゾ・アクチュエータを用いて CFRP 基板同士を精密に配置する位置調整機構を開発した。位置調整方法としては、まずピエゾ・アクチュエータを 6 個取り付けられた機構に CFRP 平板を固定した。そして、平板の端 6 カ所をピエゾ・アクチュエータで押し引きして高さを変え、その様子をレーザー顕微鏡で観察・高さ測定しながら位置調整を行った。まず、平板を適当な間隔で完全に平行となるよう配置する試験を行った。その結果、位置調整精度は 1 μm 以下を達成した。さらに、機構に取り付けた平板 6 カ所をピエゾ・アクチュエータで位置調整し、表面形状を矯正することで、平板のうねりの大きさを低下させる実験を行った。その結果、位置調整前の 33.9 μm から 7.7 μm と、大きく削減した。この研究により、うねりの大きさを 10 μm 以下に矯正した CFRP 反射鏡同士をピエゾ・アクチュエータによる位置調整によりアライメント・バーの 1/10 以下の精度で配置する方法が可能になる。

1 研究背景

X 線望遠鏡は、2 種類の反射鏡を配置し、2 回反射させて集光する Wolter I 型斜入射光学系を採用している。従来、日本の X 線望遠鏡はこの光学系をもつ多重薄板型である。これは厚さ 0.1 ~ 0.3 mm の X 線反射鏡を同心円状に多数配置したもので軽量かつ高い集光力を持つが、角度分解能は数分角に制限される。

そのため我々の目的は、高角度分解能を持つ X 線望遠鏡を開発することである。この目的を達成するためには、より高精度な形状を持った反射鏡基板を製作することや反射鏡基板を精度良く配置することが必要である。前者について、我々は炭素繊維強化プラスチック (CFRP) に着目し、より薄く軽い高

精度な基板の開発を進めている。CFRP はアルミニウムや鉄に比べて軽量かつ高強度であり高精度な成形が期待できるため、大量の薄い基板を用いる多重薄板型 X 線望遠鏡に適した複合材料である。後者について、本研究で我々は、圧電効果を利用した精密位置決め装置であるピエゾ・アクチュエータを用いて、X 線望遠鏡用 CFRP 反射基板の位置調整機構の開発を行った。ピエゾ・アクチュエータは性能上、数百 μm ~ 数 nm の範囲で位置調整が可能のため、従来、X 線反射鏡を配置するために用いるアライメント・バーが持つ“くし”の歯状の溝にさす反射鏡の位置決定精度 (10 μm 程度) より、高精度な反射鏡配置が可能である。位置調整機構を使用することで、反射鏡基板同士を 1 μm 以下の精度で配置したり、反射鏡基板自体を矯正し形状を良くしたりして角度分

解能の向上を目指した。

本研究は実際に望遠鏡に搭載される円筒基板ではなく、CFRP を用いた X 線望遠鏡における平板 (100 × 100 mm サイズ) を用いて実験を行った。

2 基板位置調整機構の原理

ピエゾ・アクチュエータで基板の高さを変えて精密に配置するために、図 1 のような位置調整方法を考えた。

まず、基板とピエゾ・アクチュエータを固定するために穴が開いた台を用意する。さらに針金を通せる程度の大きさの穴の開いた CFRP 基板を用意し、固定台の上に 1 枚または 2 枚の基板を設置する。さらに、ピエゾ・アクチュエータのロッド部分と 1 本の針金 (以下「調整用針金」という) を固定する。ピエゾ・アクチュエータを操作することにより調整用針金が上下に移動できるようになる。この調整用針金を固定台の穴に通した状態で、固定台の下にピエゾ・アクチュエータをネジで固定する。そして、1 番上の基板と調整用針金を接着剤で固定することでピエゾ・アクチュエータの操作に合わせて 1 番上の基板だけが高さを変えられるようになる。

しかし、このままピエゾ・アクチュエータを動かしたとしてもどれだけ基板の高さが変わったか分からない。そこで、もう 1 本針金を用意して固定台に取り付ける。この針金 (以下「固定用針金」という) も基板の穴に通すことにより、ピエゾ・アクチュエータを操作したとしても固定台と固定されているため固定用針金が動くことはない。つまり、この固定用針金断面の基準点と基板表面の高さの差をレーザー顕微鏡で測定することにより、1 番上の基板の高さがどれだけ変わったかを知ることができる。

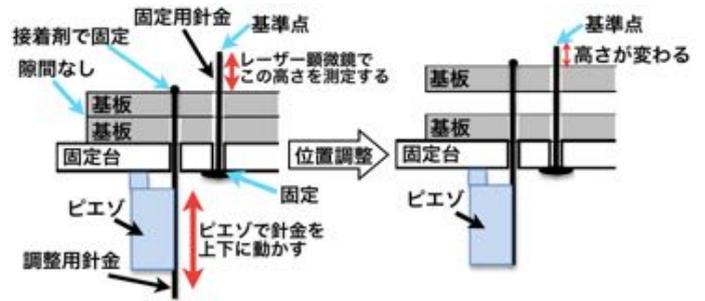


図 1: 基板位置調整の原理

この原理に基づいてピエゾ・アクチュエータを 6 台使用することにより、基板の端 6 カ所を位置調整することが可能になる。完成した平板位置調整機構が図 2 である。

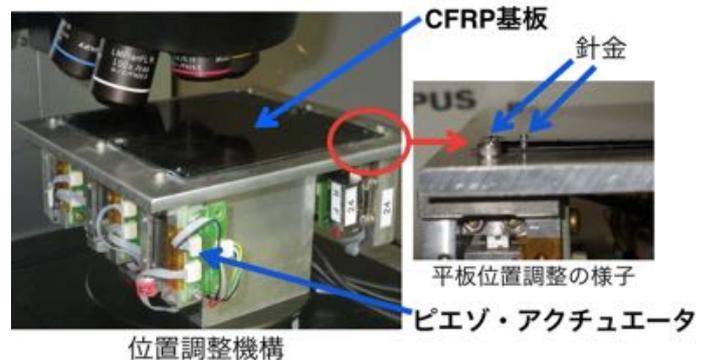


図 2: 完成した位置調整機構

3 基板精密配置試験

実際に平板 6 カ所の位置調整を行い、基板を精密に配置する試験を行った。本実験では、多重薄板型望遠鏡の反射鏡基板同士の配置間隔は約 1 mm であるため、目標として 2 枚の平板間隔が 1000 μm となるよう位置調整した。つまり、図 3 において $L - L' = 1000 \mu\text{m}$ となるよう、ピエゾ・アクチュエータに取り付けた調整用針金を上下に移動させた。そして、高さ方向の測定精度が 0.5 μm のレーザー顕微鏡を用いて、固定用針金断面と平板の表面を同時に撮影することで、針金断面と移動した平板の段差を測定した。

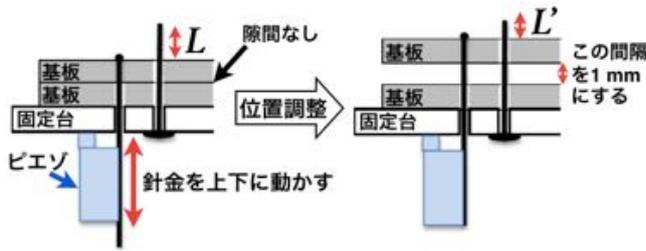


図 3: 位置調整方法

基板 6ヶ所を調整した内の数ヶ所の結果を表 1 に示す。

表 1: 位置調整結果 (単位 μm)

L	L' の目標値 ($L - 1000 \mu\text{m}$)	L'
1530.4	530.4	530.4
1853.1	853.1	853.8
1155.8	155.8	155.8

表 1 において位置決定精度は $1 \mu\text{m}$ 以下を達成していることから、位置調整機構を用いることにより $1 \mu\text{m}$ 以下の精度で基板の配置が可能であることが分かった。つまり、従来の日本の X 線望遠鏡より 10 倍高精度で基板配置ができることを示せた。

4 基板矯正実験

位置調整機構を用いて基板の端 6 カ所を位置調整することで、基板のうねりを矯正しながら基板を配置する実験を行った (図 4)。つまり、図 4 の矢印の方向に基板を移動させ、位置調整を行った。また、基板の測定ラインは図 5 の 4 つとし、それぞれの測定ラインの形状プロファイルから算出した PV (peak to valley) 値で評価した。

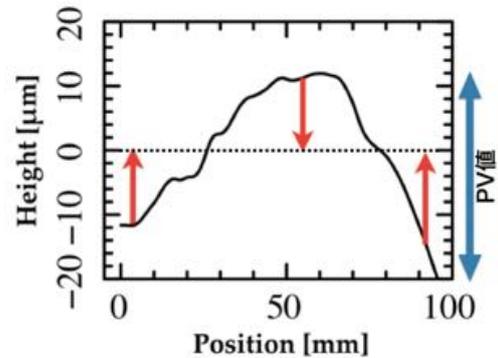


図 4: CFRP 平板の形状プロファイル (矢印の方向に基板を移動させ矯正する)

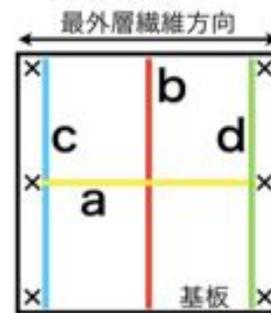


図 5: 基板の形状測定場所 (×は位置調整場所)

基板全体を矯正した結果、c の測定ラインについて基板を矯正する前後の形状プロファイルをそれぞれ図 6, 7 に、4 つの測定ラインの PV 値を表 2 に示す。図 6 の横軸座標 2 mm, 47 mm, 86 mm で piezo-アクチュエータを操作して基板の高さを変えた。そして横軸座標 8 mm, 53 mm, 92 mm にある針金付近を段差測定した。

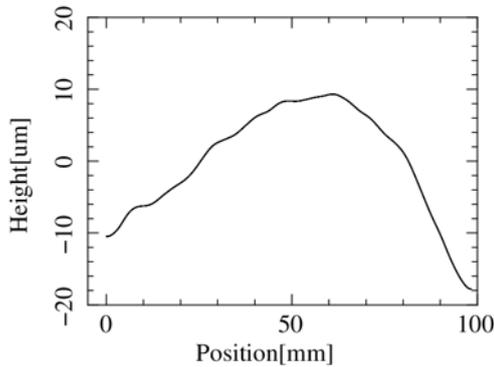


図 6: 矯正前の基板形状プロファイル

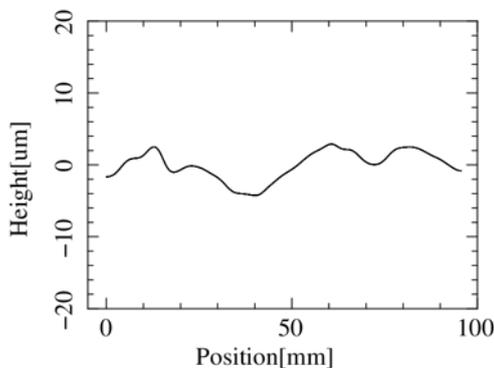


図 7: 矯正後の基板形状プロファイル

表 2: PV 値の測定結果 (単位 μm)

測定場所	矯正前	矯正後
a	4.5	9.0
b	33.9	7.7
c	25.9	9.7
d	27.3	7.8

基板の矯正をすることによって、うねりの大きさを b の測定ラインで $26.2 \mu\text{m}$ 、c で $16.2 \mu\text{m}$ 、d で $19.5 \mu\text{m}$ の削減に成功した。結果、矯正によってうねりの大きさを $10 \mu\text{m}$ 以下に矯正することができた。また a の測定ラインについて、CFRP 基板の最外層繊維方向は元々うねりの大きさが小さくなる傾向にある。本実験ではうねりの大きさを $10 \mu\text{m}$ に保持することができた。

5 今後の課題

本実験の結果を踏まえて実用化するための課題を 3 つ挙げる。

- 矯正精度の向上 (目標 PV 値: $1 \mu\text{m}$ 以下)
CFRP 反射鏡基板搭載の X 線望遠鏡の目標角度分解能は 20 秒角である。この目標を達成するためには基板のうねりが $1 \mu\text{m}$ 以下である必要がある。
- 円筒基板で位置調整・矯正
本実験は平板を用いたが、円筒基板で位置調整や基板形状の矯正方法を確立する必要がある。
- 反射鏡を複数枚配置
実際の X 線望遠鏡は約 200 層もの反射鏡を配置する必要があるため、どのように複数枚配置するか検討する必要がある。

6 まとめ

精密位置決め装置であるピエゾ・アクチュエータを用いた基板の位置調整機構を開発したことにより、正確な距離に基板を積層することが可能となった。

- 基板精密配置試験
基板位置調整機構の開発によって位置調整精度は、従来のアライメント・バーを用いた場合の $10 \mu\text{m}$ 程度から $1 \mu\text{m}$ 以下となった。
- 基板矯正実験
位置調整機構を用いることで最大 $30 \mu\text{m}$ 程度あった基板のうねりの大きさを $10 \mu\text{m}$ 以下に矯正することができた。

しかし、円筒基板での研究が重要となるため、実用化に向けて多くの課題を解決する必要がある。

[目次へ](#)

a6

すばる望遠鏡レーザートモグラフィ補償光学用波面センサーユニットの開発

東北大学

M1 渡邊達朗

すばる望遠鏡レーザートモグラフィー補償光学用 波面センサーユニットの開発

渡邊 達朗 (東北大学大学院 理学研究科)

Abstract

我々のグループでは、現在建設が進められている TMT (Thirty Meter Telescope) の第二期装置として、広視野多天体補償光学と多天体近赤外線面分光装置を組み合わせた装置の検討を進めている。広視野を可能にする補償光学系には、複数のレーザーガイド星と波面センサーを用いて大気揺らぎを高さ方向に分解するレーザートモグラフィーと呼ばれる推定が必要である。しかし、実現には様々な技術的困難があり、現時点ではこれを実装してサイエンス観測をしている装置はない。現在すばる望遠鏡では、次世代補償光学装置として 4 つのレーザーガイド星を用いた補償光学系の検討が進められており、TMT で広視野補償光学の実現の前段階として、すばる望遠鏡を用いたレーザートモグラフィーのオンスカイ観測が必要である。そこでまずは、すばる望遠鏡のレーザートモグラフィー補償光学用の波面センサーの光学設計を行った。波面センサーユニット全体の概念設計も含めて紹介する。

1 Introduction

現在の地上大型望遠鏡には補償光学と呼ばれる技術が不可欠となっている。補償光学では地球の大気揺らぎによって乱れてしまった光波の位相を、波面センサーと呼ばれる波面の形状を測定するセンサーでリアルタイムで計測し、可変形鏡と呼ばれる鏡を用いることで位相の乱れを補正するというを行っている。補償光学を用いることで大気揺らぎの効果を軽減し、像を鮮明化できるわけであるが、従来用いられてきた手法では波面の形状を測定するためのガイド星付近の狭い範囲でしか鮮明な像を得ることができない。観測の効率化や統計的なデータ取得を図るためには、鮮明な像を得ることができる視野、つまり補償可能視野を拡大し一度に多数の天体を観測することが必要になる。

次世代の装置では、補償の広視野化にむけて様々な補償光学系の検討が進められているが、我々のグループでは、広視野補償光学のうち、多天体補償光学及び地表層補償光学と呼ばれる補償光学系の開発、検討を進めている。従来の補償光学系と我々が検討を進めている 2 つの補償光学系の概念図を図 1 に示す。これら 2 つの補償光学系は、複数のレーザーガイド星と波面センサーを用いて大気揺らぎを高さ方

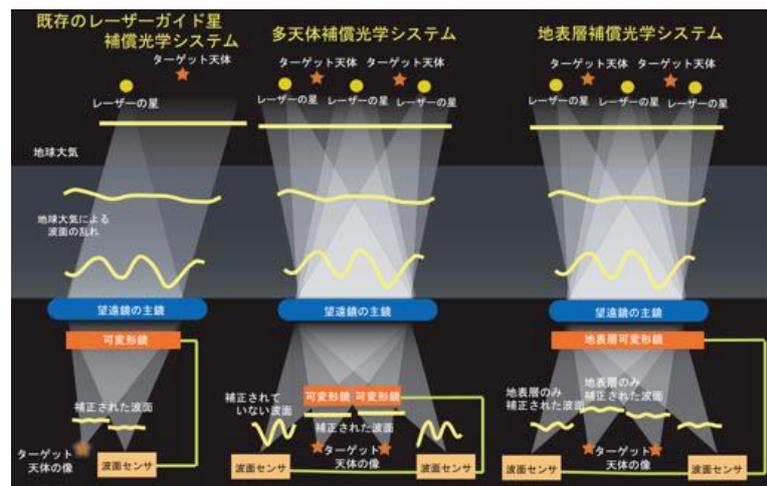


図 1: 従来の補償光学、多天体補償光学、地表層補償光学の概念図 [1]

向に分解するレーザートモグラフィー [2] と呼ばれる手法を用いる。この手法の有用性を検証し、TMT における多天体補償光学系の実現にむけて実証実験を行う必要がある。そこですばる望遠鏡を用いたレーザートモグラフィーの実証実験に向けて、複数の波面センサーを含んだ波面センサーユニットの検討、開発を行っている。

2 波面センサーユニットの基本概 念設計

2.1 波面センサーの原理

補償光学の中でよく使われる Shack-Hartmann 型波面センサーについて説明する。本研究で用いる波面センサーもこれと同様のものである。Shack-Hartmann 型波面センサーはマイクロレンズアレイと呼ばれる、小さなレンズが格子状に整列されているレンズとイメージセンサー（CCD など）を用いる。波面センサーの概念図を図 2 に示す。波面センサーに平面波が入射した場合、マイクロレンズアレイの各レンズの光軸中心にスポットができる。しかし、乱れた波面が入射した場合にスポットは光軸中心からずれた位置にできる。各スポットの移動方向と移動量から平面波からのズレを求めることができ、波面の形状を測定することができる。

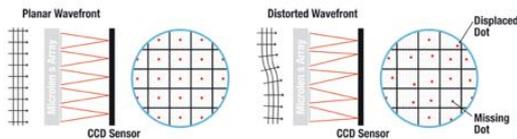


図 2: 波面センサーの概念図 [3]

波面センサーでは平面波がどう乱されたかを測定するため、地球大気に入射してくるまでは平面波であった恒星からの光を観測する。しかしながら、波面を測定するにはある程度の明るさが必要であるためレーザーガイド星を生成し、それを観測する場合が多い。基本的に一つの波面センサーでは、一つの恒星もしくはレーザーガイド星の波面を測定している。また、波面センサーで測定している波面は望遠鏡の開口部における波面である。

2.2 概念設計

波面センサーユニットは大きく 3 つの波面センサーにわけられる。

1. レーザーガイド星用高次波面センサー × 4

波面が望遠鏡の開口部においてどのような形状をしているかを測定する波面センサーで、開口を 25 × 25

程度に分割する。イメージセンサーには浜松フォトニクスの Orca Flash 4.0 という低ノイズで高速読み出しが可能な CMOS センサーを用いる。

2. 自然ガイド星用低次波面センサー × 3

波面が開口部にわたって平均的にどのくらい傾いて入射してきているかを測定する波面センサーで、開口部を 3 × 3 程度に分割する。

3. 自然ガイド星用高次波面センサー × 1

我々が検討している補償光学系では、1,2 のレーザーガイド星用高次波面センサーの情報を用いてターゲット天体の補正をするのであるが、その補正がどのくらいできているかを確認するための波面センサーである。つまり、1,2 の波面センサーを用いて推定したターゲット天体の波面を 3 の波面センサーを用いて答え合わせをするということである。

2.3 焦点面における波面センサーの配置

現在の検討段階では、すばる望遠鏡の赤外ナミス焦点（焦点距離：113.98m, F13.9）に波面センサーユニットを設置することを想定している。レーザーガイド星はナトリウムレーザーの場合、高度 90-100km 程度に生成するため無限遠にある天体とは焦点位置が異なる。レーザーガイド星の焦点位置は自然ガイド星の焦点位置よりも後方にくる。焦点面における各波面センサーの大きな配置の様子を図 3 に示す。

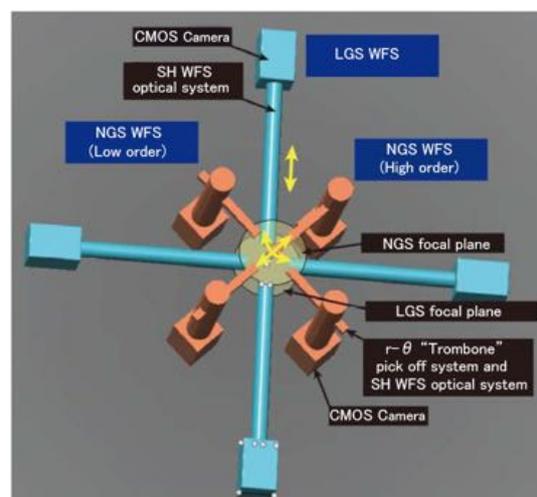


図 3: 焦点面における波面センサーの大きな配置

各ガイド星は焦点位置でピックアップされて、それぞれの波面センサーに送られる。

3 レーザーガイド星用波面センサーの光学設計

3.1 概要

波面センサーの光学系の概念図を図 4 に示す。波面センサーでは、望遠鏡によって集光された像を一度コリメータレンズで平行光にする。平行光になった光はマイクロレンズアレイの各レンズで再度集光されてスポットを作る。

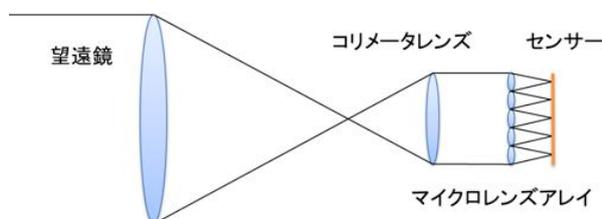


図 4: 光学系の概念図

補償光学において、波面を測定してから補正するまでに必ず有限の時間がかかってしまう。大気の状態は時々刻々と変化しているため、この補正遅れはできるだけ短くしたい。典型的には 1 秒間に 1000 回程度補正ができれば時間遅れを無視できるとされている。この補正遅れには内訳が様々存在し、カメラの読み出し速度もその一つである。今回レーザーガイド星用波面センサーに用いる Orca Flash 4.0 というイメージセンサーは 2048 × 2048 ピクセル (1 ピクセル 6.5 μm の正方形) を有すが、全ピクセルを読み出すとなると 100fps (frame per second) とやや時間がかかるため、400fps で読み出せる 512 × 512 ピクセルを基準として波面測定に用いることを考える [4]。このサイズは 3.3 × 3.3mm 程度である。したがってマイクロレンズアレイが作るスポットの分布はこのサイズ内に収める必要がある。

また 2.2 で示したようにレーザーガイド星用波面センサーではコリメートされた後のビームをマイクロレンズアレイで 25 × 25 程度に分割したい。したがっ

て、限られたセンサーサイズ内に 25 × 25 程度のスポットを形成する必要がある。

3.2 光学設計

3.1 で示した概要を満たすような光学設計を行った。以下では、経費を抑えるため市販の光学素子を用いた。図 5 に光学設計の全体像を示す。すばる望遠鏡の赤外ナスマス焦点に作られたレーザーガイド星の像を焦点距離 100mm のコリメータレンズで光束径 φ 7.2mm の平行光にする。その後、マイクロレンズ一つの開口が 300 μm の大きさをもつマイクロレンズアレイでビームは 24 × 24 程度に分割される。分割されたビームは一旦結像しスポットを形成するが、2 : 1 のリレーレンズ (縮小光学系) で像はリレーされ、再度結像する。図 5 の一番右がリレー後の結像位置であり、ここにセンサーを配置する。

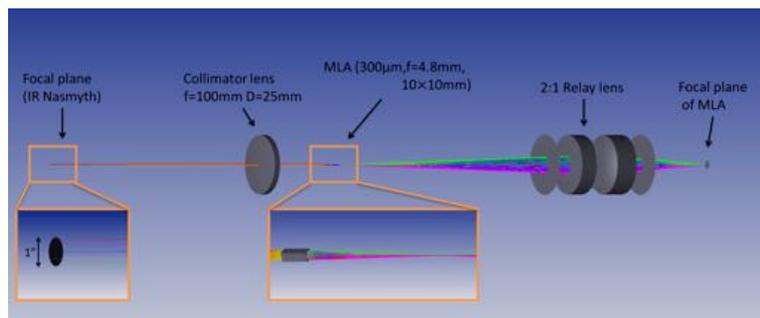


図 5: レーザーガイド星用波面センサーの光学設計図 (光路は左から右, MLA:Micro Lens Array)

この光学設計ではスポットの分布は φ 3.6mm 内に形成され、ビームの分割数は 24 × 24 程度である。400fps で読み出し可能な 3.3 × 3.3mm のセンサーサイズをややはみ出す結果となっている。

すばる望遠鏡の赤外ナスマス焦点にできるレーザーガイド星の像については以下のような仮定をしている。現在検討されているレーザーはナトリウムレーザーで、25cm 程度の直径をもつレーザー打ち上げ望遠鏡から照射される予定である。レーザーの打ち上げ位置は主鏡の脇からであるので、おおむね主鏡の中心から 5m 程度離れた位置から打ち上げられると考えられる。25cm のビームが高度 90~95km のナトリウム層を発光していると想定すると、約 1 秒角程

度の広がりをもつ。この広がりの大きさについては現在使用されているレーザーガイド星の広がりと同様一致している。

3.3 光学性能

x-y 方向だけを切り取ったフットプリントダイアグラムと、スポットダイアグラムをそれぞれ図 6,7 に示す。色の違いはレーザーガイド星が直径で 1 秒角の広がりを持った円であると仮定したときの、円の中心から出た光と円周上の 4 点から出た光を表している (図 5 の左下拡大図参照)。

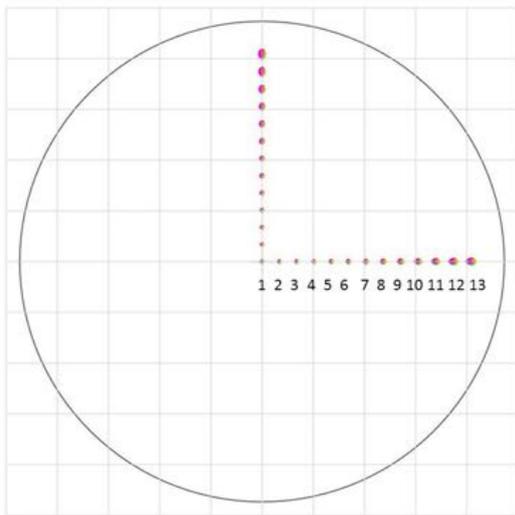


図 6: フットプリントダイアグラム (黒い円は ϕ 3.6mm)

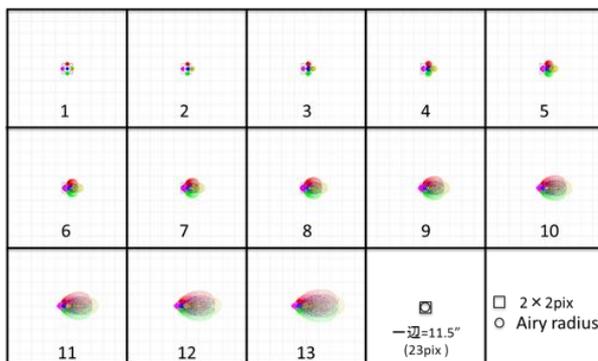


図 7: スポットダイアグラム (数字は図 6 に対応)

図 6 では、13 番目のスポットが黒い円よりも内側に結像していることがわかる。つまり、像が収縮する傾向にある。これについて検証したところ、コーリメータレンズによってこの効果が効いていることがわかった。また図 6, 7 から、中心から離れるにしたがってスポットサイズが大きくなり、また像も放射状に伸びることがわかる。これについても検証したところ、スポットサイズが大きくなる効果についてはリレーレンズによるもので、像の伸びについてはマイクロレンズアレイによるものであると断定した。

4 Future work

今後は光学素子を変えてさらに検証し、レンズによって生じる収差が波面測定に影響の出ない光学系を設計していく。レンズ設計が終わり次第実際に光学系を組み上げて実験室での追検証を行う予定である。また、波面センサーユニットにおける各波面センサーの配置やすばる望遠鏡への取付、追尾による視野の回転等も視野に入れながら研究開発を進めていく。

Acknowledgement

本研究に当たっては秋山先生をはじめ、国立天文台の大屋さん、秋山研究室の皆様には広範にわたりご協力をいただきました。この場借りてお礼を申し上げます。また、国立天文台からのご支援に感謝いたします。

Reference

- [1] Masayuki Akiyama. 2012, 第 2 回可視赤外線観測装置技術ワークショップ
- [2] Yoshito Ono. 2015, 東北大学博士論文
- [3] Thorlabs web site (<https://www.thorlabs.co.jp/>)
- [4] 浜松フォトンクス Orcha Flash 4.0 技術資料

[目次へ](#)

a7

次世代ガンマ線天文台CTA大口径望遠
鏡に搭載する信号波形サンプリング回

路の開発

京都大学

M1 野崎誠也

次世代ガンマ線天文台 CTA 大口径望遠鏡に搭載する 信号波形サンプリング回路の開発

野崎 誠也 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

宇宙の高エネルギー現象を理解するために、大気シャワーで生じるチェレンコフ光を用いて超高エネルギーガンマ線を間接的に検出する手法がある。超高エネルギーガンマ線天文台の次世代計画 Cherenkov Telescope Array (CTA) では、従来の望遠鏡よりも 10 倍の感度を達成し、南北両サイトに大きさの異なる 3 種類の望遠鏡を計約 100 台建設し、20 GeV から 300 TeV という広いエネルギー領域で全天観測する。その中でも口径 23 m の大口径望遠鏡 (LST) は、より多くのチェレンコフ光を集光できるため、エネルギー閾値を下げることができ、遠方の活動銀河核、ガンマ線バースト、パルサー等の研究において重要な数十 GeV から数百 GeV 領域に焦点をあてた望遠鏡である。LST の焦点面カメラは、7 本の光電子増倍管 (PMT) とその出力波形をサンプリングする読み出し回路基板などを束ねた光検出器モジュール 265 個で構成される。チェレンコフ光からの数ナノ秒幅の信号を記録し、星の光などの夜光バックグラウンドを効果的に除去するために、信号波形を高速サンプリングするシステムが必要となる。我々が開発した読み出し回路では、アナログメモリの ASIC “DRS4” チップを採用している。これは 9 つの差動入力チャンネルをもち、1 チャンネルあたり 1024 個並んだキャパシタに入力アナログ波形を GHz で順次保存していく。保存された各キャパシタの電圧値は低速の ADC で読み出されるため、高速サンプリングを低コスト・低消費電力で実現できる。現在、光検出器モジュールを 19 個組み合わせたミニカメラの動作試験を行っており、較正が終わり次第、順次海外へ出荷していき、今年度中に LST 初号機の建設が開始される予定である。また、次号機以降での搭載に向けた新版の読み出し回路の設計も行っており、DRS4 のタイミングキャリブレーション用のオシレータなどを新たに配置する予定である。本講演では、初号機搭載に向けたカメラの試験状況、及び新版回路の設計の概要について報告する。

1 高エネルギーガンマ線天文 ・チェレンコフ望遠鏡

地上で観測できる宇宙線のエネルギースペクトルは広範囲に渡り、その最大エネルギーは 10^{20} eV にも及ぶ。これほどの高エネルギーに対応するような高温の天体は存在しないため、高エネルギー宇宙線は非熱的機構によって生じることが知られている。しかし、宇宙線が発見されてからおよそ 100 年がたつ今となっても、その起源は理解されていない。宇宙線起源の解明において、高エネルギー荷電粒子からの制動放射やシンクロトロン放射、逆コンプトン散乱、 π^0 中間子崩壊などによって生じたガンマ線の観測が有効である。電荷を持たない高エネルギーガンマ線は地球に到達するまでに磁場によって曲げら

れることなく進むため、到来方向の情報を失わない。さらに、一つの高エネルギー荷電粒子から複数のガンマ線が放射されるため、SN 比もよくなる。また、宇宙線起源の解明にはより多くのガンマ線事象を観測することが必要であるが、エネルギーが高くなるほど到来頻度は急激に減少してしまうため、広大な有効面積が必要となる。そこで、大気を検出器として利用し、地上の望遠鏡で観測するという手法がとられている。大気に入射した高エネルギーガンマ線が大気シャワーを経て放出するチェレンコフ光を捉えることで、高エネルギーガンマ線を間接的に検出することができる。さらに、一つのガンマ線によるシャワーを、広大な敷地に建設した複数の望遠鏡で観測し、そこで得られたイメージを重ね合わせることでガンマ線の到来方向を再構成することができる。

宇宙線起源として考えられている機構には、ブラックホールや中性子星のような非常に強い重力をもった高密度天体の誕生や活動に伴い、ジェット・アウトフローが放出され、それらが衝撃波を起こすことで少数の粒子にマクロなエネルギーが与えられるというボトムアップ的な粒子加速機構や、ダークマターのような重粒子の対消滅や崩壊というトップダウン的な機構が考えられている。高エネルギーガンマ線を観測することで、ブラックホールや中性子星の性質の理解やダークマターの発見・制限につなげることができる。

2 次世代ガンマ線天文台 CTA

現在も稼働しているチェレンコフ望遠鏡には、主に MAGIC、VERITAS、H.E.S.S. があるが、高エネルギーガンマ線天文台の次世代計画として注目されているのが、32 か国が参加している Cherenkov Telescope Array (CTA) 計画である。CTA 計画では、図 1 のように、従来の望遠鏡よりも 10 倍の感度を達成することが期待されている。

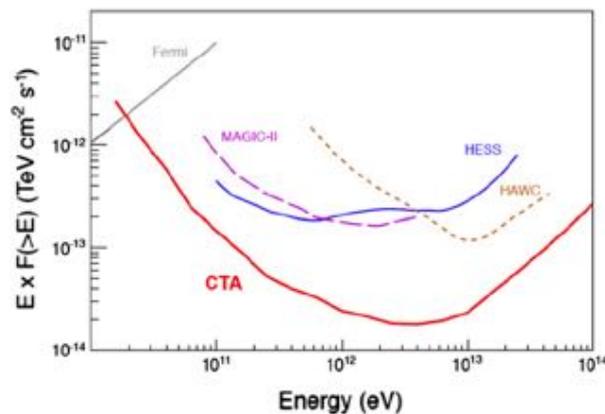


図 1: モンテカルロシミュレーションで得られた CTA の感度と他の 4 つのガンマ線実験での感度。CTA、MAGIC、H.E.S.S. は 50 時間、Fermi、HAWC は 1 年間の観測での感度を表している。(the CTA consortium 2013)

この計画では、スペインにある北サイトとチリにある南サイトの数 km² の範囲に、図 2 のように大き

さの異なる 3 種類の望遠鏡を計約 100 台建設することで、20 GeV から 300 TeV という広いエネルギー領域で全天観測することができる。その中でも我々日本グループが開発に大きく貢献している、南北両サイトにそれぞれ 4 台ずつ建設する口径 23 m の大口径望遠鏡 (LST) は、一台あたり約 1800 本の光電子増倍管 (PMT) を焦点面検出器として用いた望遠鏡である。LST はより多くのチェレンコフ光を集光できるため、エネルギー閾値を下げることができ、数十 GeV から数百 GeV 領域に焦点を当てている。この領域は、ガンマ線で見通すことのできる宇宙の深さが劇的に変化したり、天体のスペクトルに変化がみられる領域であり、遠方の活動銀河核、ガンマ線バースト、パルサー等の研究において重要な領域である。



図 2: CTA 計画で用いる望遠鏡

3 LST 用信号波形サンプリング回路

LST の焦点面カメラは、LST 一台あたり、7 本の PMT とその出力波形をサンプリングする読み出し回路基板などを束ねた光検出器モジュール 265 個で構成される。光検出器モジュールの外観を図 3 に示す。

地上での低エネルギー事象からのチェレンコフ光検出において、星の光などの夜光がバックグラウンドとなる。シャワーによって生じるチェレンコフ光からの信号が数ナノ秒幅であるのに対し、この夜光バックグラウンドのレートは 300 MHz 程度であるため、電荷積分の積分時間が長いと夜光バックグラウンドの影響を大きく受けてしまう。夜光バックグラウンドを効果的に除去するためには、数 ns の高速応

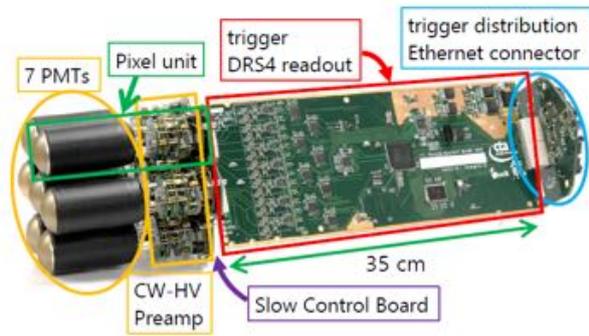


図 3: 光検出器モジュールの外観

答を示す PMT を用いて、その信号波形を GHz ほどで高速サンプリングする必要がある。また、LST では 1855 本もの PMT を用いて信号を取得する。回路での安定した動作を保つように発熱量を減らすためには、回路全体で消費電力を抑える必要がある。そこで、我々が開発した読み出し回路では、アナログメモリの ASIC “DRS4” チップを採用している (Stefan Ritt et al. 2010)。これは 9 つの差動入力チャンネルを持ち、図 4 のように、1 チャンネルあたり 1024 個のキャパシタが並列に並んでいる。このキャパシタと接続しているスイッチの ON/OFF を高速で切り替えることで、入力アナログ波形を GHz で各キャパシタに順次保存していく。

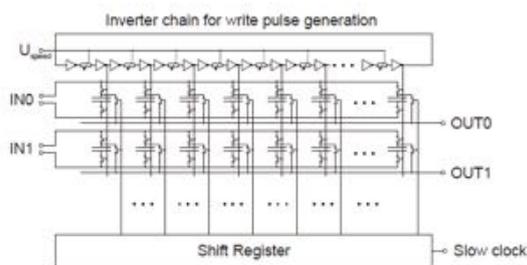


図 4: 典型的なアナログメモリの回路図 (Stefan Ritt 2010)

DRS4 がトリガー信号を受け取ると、入力アナログ波形の保存を止め、それまでに保存されている各キャパシタの電圧値の読み出しを行う。この読み出しでは 33 MHz 程度の低速の ADC を用いるため、低コスト・低消費電力を達成することができる。DRS4 を用いてサンプリングした信号波形を図 5 に示す。

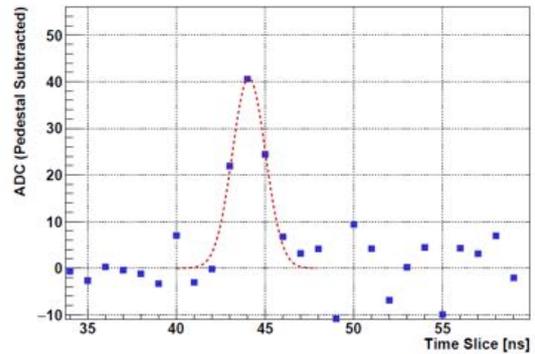


図 5: DRS4 でサンプリングした信号波形 (S.Masuda et al. 2015)

このアナログメモリ DRS4 を用いた読み出し回路及び周辺回路のブロック図を図 6 に示す。7 本の PMT で得られた信号はプリアンプで増幅された後、High/Low Gain 信号とトリガ生成用の信号の 3 つに分配される。このように、High/Low Gain の 2 種類を用意することで 0.5 p.e. から 2000 p.e. という広いダイナミックレンジを達成することができる。DRS4 に入力された信号が GHz サンプリングされたのち、33 MHz で A/D 変換され、得られたデジタル信号を Gigabit Ethernet でデータ転送する。読み出し回路の周りには、PMT にかかる高圧の設定やテストパルス生成などの機能を持つスローコントロールボード、読み出し回路への電源供給やトリガ信号の分配などの機能を持つバックプレーン、トリガ生成回路といった回路が接続される。バックプレーンからは 24V の電源電圧が供給されており、スイッチングレギュレータやリニアレギュレータを用いて、各 IC を駆動するのに必要な電圧値に変換している。

4 試験・開発の現状と今後の予定

LST 初号機搭載版の読み出し回路基板は国内外で大量生産されており、生産後にノイズレベルやリニアリティ、ダイナミックレンジ等のパラメータの全数チェックを行っている。図 7 は、日本で生産、チェックを終えた 147 枚の読み出し回路基板における全チャンネルでのノイズの分布を表している。

現在、図 8 のように光検出器モジュールを 19 個組

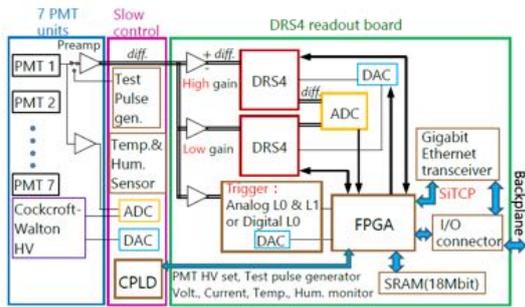


図 6: 読み出し回路とその周辺のブロック図 (S.Masuda et al. 2015)



図 8: ミニカメラの外観

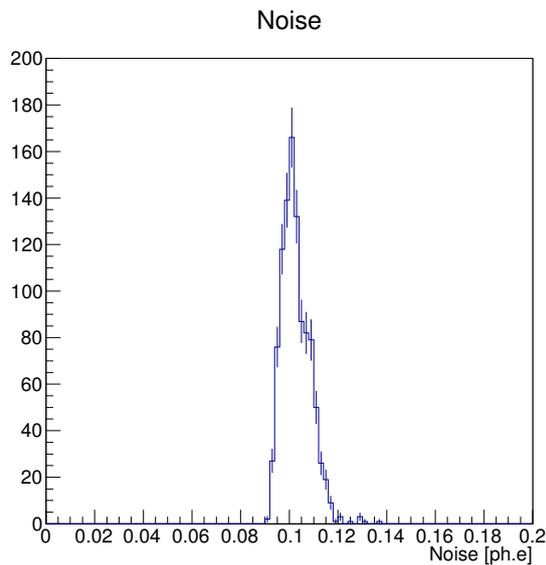


図 7: 147 枚の読み出し回路基板の全チャンネルにおけるノイズの分布

み合わせたミニカメラの動作試験を行っている。日本での較正が終わり次第、順次海外（スペイン）に出荷する。スペインで順次、受け入れ試験として構造チェック等を行ったあとは、今年度中に LST 初号機の建設がスペインで開始される予定である。

また、次号機以降での搭載に向けた新版の読み出し回路の設計も行っており、この読み出し回路が最終版となる予定である。信号波形サンプリングの流れなどは変わらないが、読み出し回路基板を用いたこれまでの試験での経験を踏まえた改良がなされており、DRS4 の各キャパシタに接続しているスイッチ

の切り替え時間をキャリブレーションする機能や読み出し回路基板内に供給される各電源電圧や回路基板上の温湿度をモニターする機能などが追加されている。秋には試作版が完成する予定であり、試験の結果を踏まえて修正したものが最終版となる。2 号機から 8 号機までに搭載される読み出し回路基板は計 1855 枚であり、最終版確定後大量生産が行われ、各読み出し回路基板に対してクオリティチェックを行う。また CTA での観測については、2017 年に北サイトのスペインで LST 初号機を用いた部分観測が開始される予定であり、最終的に 2021 年に南北両サイトでのフル観測が開始される予定である。

Reference

the CTA consortium, "Introducing the CTA concept", *Astroparticle Physics* 43 p3-18, 2013

S.Masuda et al., "Development of the photomultiplier tube readout system for the first Large-Sized Telescope of the Cherenkov Telescope Array", *proceedings of the 34th International Cosmic Ray Conference*, 2015

Stefan Ritt et al., "Application of the DRS chip for fast waveform digitizing", *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A* 623 p486-488, 2010

Stefan Ritt, "Development of high speed waveform sampling ASICs", *proceedings of the National Symposium on Nuclear Instrumentation*, 2010

[目次へ](#)

a8

補償光学系とコロナグラフを用いた系
外惑星の分光観測精度の向上

国立天文台

M1 細川晃

補償光学系とコロナグラフを用いた系外惑星の分光観測精度の向上

細川 晃（総合研究大学院大学 物理科学研究科）

Abstract

これまで発見された太陽系外惑星は 3000 を超えており、発見された惑星をフォローアップ観測することで各々の惑星の物理量や大気を探ることが重要になっている。本発表では極限補償光学系 (ExAO) とコロナグラフを組み合わせ、主星の光量を抑えた上で分光する手法の論文 (Kawahara et al. 2014) をレビューする。分光器の前にコロナグラフを組み込むことで主星由来のノイズを低減し、より高い S/N で惑星のスペクトルを得ることを可能にする。シミュレーションの結果、ExAO とコロナグラフを組み合わせの場合、これらを使用しない場合と比べて 3-6 倍以上の S/N が得られることが分かった。これにより、より細かなスペクトルが得られることに加え、より低温・低質量の惑星を検出することが可能である。

1 導入

1995 年に初めて主系列星周りの惑星が発見されてから、ドップラー法、視線速度法、マイクロレンズ法、直接撮像法など様々な手法が確立されてきた。発見された惑星の数は 3000 個を超えており、発見された惑星をフォローアップ観測することで各々の惑星の軌道や質量などの物理量、大気を探ることが重要になってきている。これまでトランジット法での惑星大気透過光と、直接分光によって何天体かスペクトルを得ることに成功しているが、波長分解能が低いのが現状の課題である。また hot Jupiter と呼ばれる主星のごく近傍を公転する惑星に対して、高分散 ($R \sim 100000$) 分光で得られた星と惑星のスペクトルから、分子吸収の基準スペクトルとの相関を求めて惑星の分子吸収を検出することに成功している。しかし、より低温・低質量の惑星から得られるシグナルは、主星光の光子ノイズに埋もれてしまうため検出が難しい。

(Kawahara et al. 2014) では、後者の手法に加え、補償光学を改良した極限補償光学 (ExAO) とコロナグラフを将来の 30m 級望遠鏡に組み込むと仮定し、解析解の導出と観測のシミュレーションを行った。また ExAO とコロナグラフを用いないで観測した場合と比べ、どれほど S/N が向上するか推定を行った。

2 解析解による推定

初めにコロナグラフによって惑星と恒星のコントラストがどれほど向上するか解析解を求める。シグナル、ノイズの光子数を $n(S), n(N)$ とし、S/N は以下のように記述できる。

$$(S/N) = \frac{n(S)}{\sqrt{n(N) + n(S)}} \approx \frac{n(S)}{\sqrt{n(N)}} \quad (1)$$

ここで、シグナルは惑星からの光に対応する。また恒星からの光が主なノイズ源となるため、 $n(N)$ は恒星からの光子数に近似される。

恒星、惑星の位置におけるコロナグラフの透過率を T_s, T_p とし、コロナグラフによる S/N の向上を

$$M \equiv \frac{T_p}{\sqrt{T_s}} \quad (2)$$

で定義する。使用するコロナグラフとして、瞳面の像を 2 分割して片方の位相を π だけずらして干渉させ、撮像中心にある主星の光を抑える visible nuller を仮定する。

ExAO の内部にある tip-tilt と呼ばれる鏡によって乱れた波面の傾きが補正されるが、補正の誤差が光の透過に大きく寄与する。干渉によるフリンジの角距離を θ_n とし、主星と惑星の角距離を θ_p 、tip-tilt の誤差角を θ_t と定義すると、先の M は以下のように

に記述される。

$$M \approx \frac{\sin^2(\pi \frac{\theta_p}{\theta_n})}{\sin(\pi \frac{\theta_t}{\theta_n})} \quad (3)$$

図 1 で中心星を基準とした、天球面上の角度 θ に対応する透過率 $\mathcal{T}(\theta)$ を示す。横軸 (θ_1) 方向にずらして干渉させているため、横軸方向に透過率は変化している。 θ_n の半分の角距離で $\mathcal{T}(\theta)$ は 100 % になる。

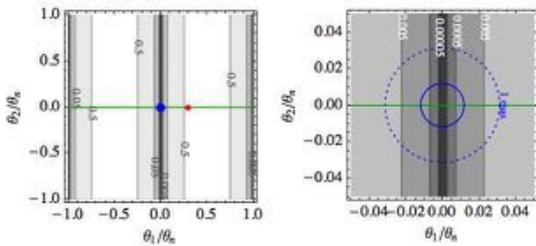


図 1: visible nuller による透過率。青丸、赤丸は観測をシミュレーションした主星、惑星の位置を示している。右図は左図の恒星付近の拡大図であり、青線は見かけの恒星の大きさを、点線は tip-tilt の誤差による恒星像の広がりを表している。

3 波面誤差と観測シミュレーション

解析解として tip-tilt の誤差が S/N にどう影響するか求めたが、それ以外にも大気揺らぎによって生じる speckle や、tip-tilt の誤差の時間変化、望遠鏡の形状なども考える必要がある。そのため、疑似の望遠鏡を仮定して観測の際に得られるシグナルのシミュレーションを行った。

ここで仮定として、将来建設される予定の TMT と同じ口径で ExAO と visible Nuller を組み合わせて観測するものとした。また観測天体は warm Jupiter と呼ばれる、hot Jupiter より輻射が小さい天体の中で代表的な 55 Cnc b とし、観測波長はガス惑星に多く含まれる CH_4 の吸収線の中心波長 ($2.3\mu\text{m}$) を仮定した。ExAO の波面シミュレーションソフトにこれらのパラメータを代入し、シミュレーションされた波面を図 2 に示す。tip-tilt の誤差は rms で 1mas 程度、ストレル比は 0.92 となった。

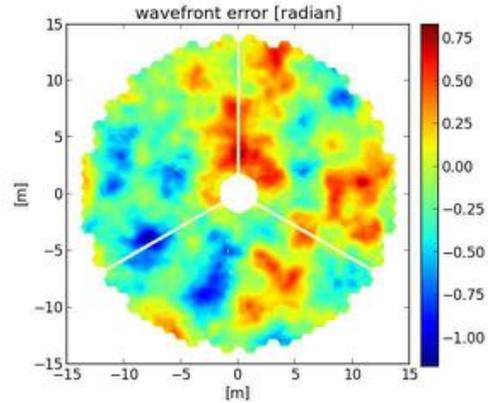


図 2: シミュレーションされた大気揺らぎによる波面。TMT と同様の鏡面形状を仮定している。

この波面のもとで 55 Cnc b を観測する状況を考え、得られる画像のシミュレーションを行った。図 3 は、55 Cnc b を 50 ミリ秒ごとに 1 ミリ秒の露出で 100 フレーム撮影し、積分させたときのイメージを示している。画像中央に主星、右寄りに惑星が位置するが、主星からの光漏れに埋もれて惑星を直接撮影するのは難しい。

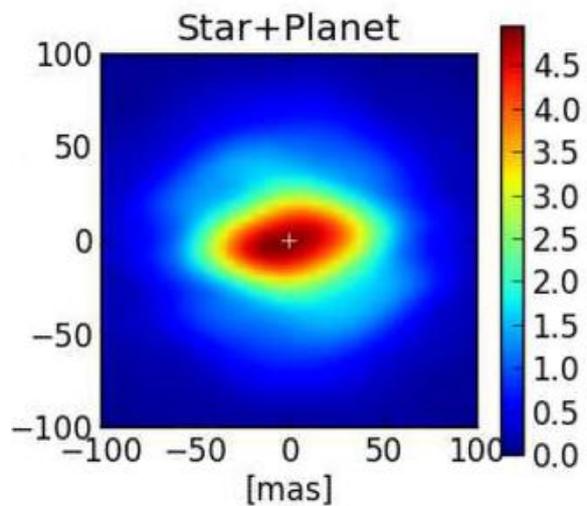


図 3: 観測シミュレーションによって得られた撮像イメージ。白十字は恒星の位置を示す。

4 惑星検出の可能性

nuller によって主星の光量が抑えられたスペクトルデータから、惑星による吸収線を検出可能かどうか

か推定する。(Martins et al. 2013) より、期待される S/N は

$$S/N = M\sqrt{N_{CCF}}(S/N)pC_{sp} \quad (4)$$

と記述される。ここで N_{CCF} は相互相関解析に用いる分子吸収線の数、 pC_{sp} は輻射に対する分子線吸収のコントラスト比を指す。 $N_{CCF} = 100$ として計算すると、20 時間観測した場合 $6-12\sigma$ の精度で 55 Cnc b を検出出来ることが分かった。

シミュレーションの結果は低次の波面誤差も加味しているため、解析解より現実的な値と言える。他の観測条件でも推定を可能にするために解析解の式に補正を加える。太陽と同様の恒星が 10pc の距離に位置した時の、惑星の検出可能性を図 4 に示す。濃い青線は補正された解析解に対応し、nuller と ExAO で検出限界のコントラストが上昇した様子を表している。tip-tilt の誤差が 1mas の場合、0.1-0.25AU の範囲で検出可能なコントラスト比が 3-6 倍向上している。

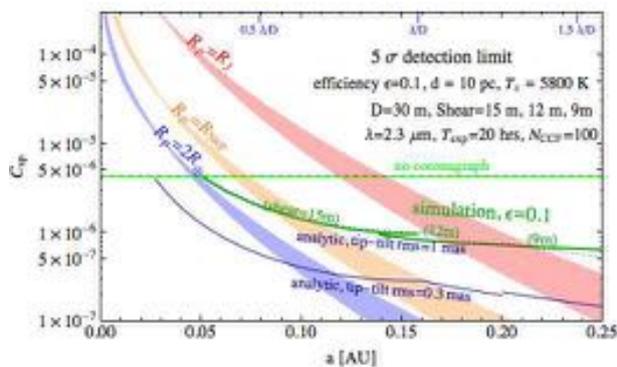


図 4: 5σ の検出限界線。縦軸は主星とのコントラスト比、横軸は軌道長半径に対応し、赤、橙、青線はそれぞれ木星、海王星、2 地球半径の惑星のコントラスト比を示す。

5 議論

シミュレーションでは tip-tilt の誤差が 1mas 程度の値であったが、理論限界は $\sim 0.01\lambda/D = 0.16mas (D = 30m, \lambda = 2.3\mu m)$ とされており (Guyon et al. 2009)、今後 tip-tilt センサーの精

度向上によりさらなる検出限界の向上が見込まれる。将来的に tip-tilt の誤差を 0.3mas まで抑えられた場合、検出限界のコントラスト比は 10-30 倍向上する。10pc 離れた太陽型の恒星において、主星から 0.1AU 以内に位置する warm super-Earth のシグナルを検出することが可能になる。

これまで主星からの離角が最大の位置にある惑星を仮定してきたが、異なる位相角における惑星の分子吸収も検出することが出来れば、惑星の自転などを制限付けることが可能である。

謝辞

この論文をレビューするにあたり多くの指摘を頂き、また議論して下さった東京大学須藤研究室の方々に感謝いたします。

Reference

Kawahara, H., et al. 2014, ApJ 212.2
 Martins, J. H. C., Figueira, P., Santos, N. C., & Lovis, C. 2013, MNRAS, 436, 1215
 Guyon, O., Matsuo, T., & Angel, R. 2009, ApJ, 693, 75

[目次へ](#)

a9

超小型衛星ORBIS搭載へ向けたMEMS

X線光学系の設計検討

首都大学東京

M1 武内数馬

超小型衛星 ORBIS 搭載に向けた MEMS X 線望遠鏡の設計検討

武内 数馬 (首都大学東京大学院 理工学研究科)

Abstract

ORBIS(ORbitting Bainary black hole Investigation Satellite) は首都大を中心に設計・開発を進めている超小型衛星で、バイナリーブラックホールの探査を行う。超小型という特性をいかすために、軽量・安価・短焦点の望遠鏡が必要とされ、その観点から MEMS X 線望遠鏡を搭載する予定である。ORBIS では活動銀河核 (AGN) からの X 線放射の時間変動を捉えるため 2-10 keV における集光が必要となる。我々は独自に構築した光線追跡シミュレーションを用いて、ORBIS に対する MEMS X 線光学系の最適設計を模索した。従来の Wolter I 型 (2 段) に加え、1 段、3 段、4 段、さらに小型化した光学系についてシミュレーションを行ったところ、小型化した場合が最適であることがわかった。

1 MEMS X 線望遠鏡

マイクロポア光学の原理 (図 1) をもとに様々な望遠鏡の研究・開発が進められている。代表的なものに MCP (Micro Channel Plate)、HPO (High-performance Pore Optics)、そして我々が開発する MEMS X-ray Optics がある。これら 3 種類のマイクロポア光学は図 2 に示すように従来の望遠鏡に比べ 1 桁以上軽量でありながら、優れた角度分解能を達成することが期待されている。MEMS 望遠鏡はこれまでに、Wolter I 型望遠鏡による Al K α 1.49 keV の結像実証に成功している (Ogawa et al. 2016 Mycrosystech.)

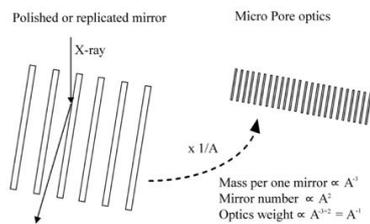


図 1. マイクロポア光学の概念

2 超小型探査衛星 ORBIS

近年、世界の研究機関・大学などで超小型人工衛星の開発が活発に行われるようになってきている。従来、超

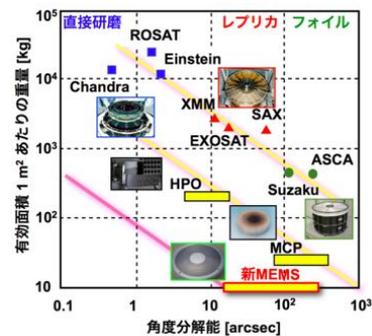


図 2. X 線望遠鏡の角度分解能と重さの関係

小型衛星の目的は、大型衛星の軌道実証および学生や若手技術者の技術養成が主であった。しかし、衛星開発技術の向上とともに超小型衛星の性能も高度化が進み、本格的な理学ミッションや革新的な工学ミッション等の新たな利用法が可能となってきた。超小型衛星の主な利点は「低価格」「短期開発」「独占性」であり、それらを活かすことで大型衛星のような大規模プロジェクトであるが故に行えなかった学理的挑戦を実現できるのではないかと期待されている。

その先駆けとなるべく、首都大学東京 宇宙システム研究室では超小型衛星 ORBIS (ORbitting Binary black-hole Investigation Satellite) の設計検討を行っている (図 3)。ORBIS のミッションはバイナリーブラックホール (BBH) の探査である。このミッションには長期的な観測が必要であり、かつ存在確率が定

かではないため、大型衛星にとって非常に扱いにくい観測対象と言える。そこで独占性という利点を持つ超小型衛星が、BBH 探査における課題を解決すると期待される。また、衛星をシリーズ化することで、各種技術の更新による機能改善や、耐故障性の低下による問題を回避できるので、大型衛星にはない利点を生み出すことができる。

ORBIS は超小型衛星であるため、軽量・安価・短焦点の望遠鏡が必要となる。MEMS X 線望遠鏡は 3 つの特性を満たすため、ORBIS へ搭載予定である。本講演では、搭載へ向けて最適設計の検討を行ったので報告する。

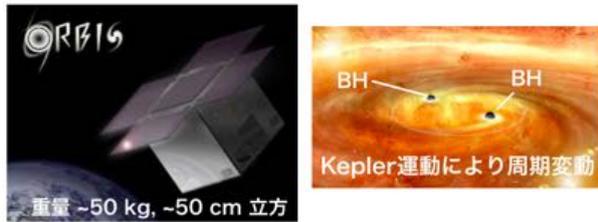


図 3. 左：超小型衛星 ORBIS, 右：バイナリーブラックホール (イメージ)

3 Ray Tracing プログラム

設計検討には、独自に構築した Ray Tracing プログラム (Perl) を用いた。座標設定を図 4 に示す。プログラム内で変数を設定することによって、様々

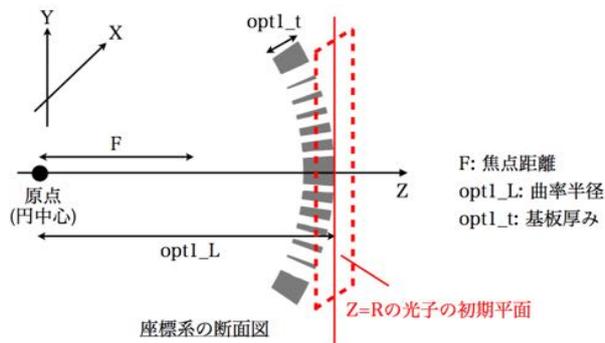


図 4. 座標設定

な条件でシミュレーションが可能である。変数の一部を表 1 にまとめた。

表 1. プログラム内の変数 (一部抜粋)

変数名	役割
beam_theta_deg	光子の off-set 角 [deg]
opt*_t	*段目の基板厚み [deg]
sigm_theta*	*段目の反射面角度揺らぎ [deg]
sigm*	*段目のマイクロラフネス [ang]
mat*	*段目の素材
opt*_L1	*段目のデザイン上の曲率半径 [mm]
opt*_L2	*段目の実際の表面曲率 [mm]

理想的な光学系と現実的な光学系について、シミュレーションを行った際の検出面イメージを図 5 にまとめた。理想的な光学系が一点に集光しているのに対して、現実的な光学系は像が広がっていることがわかる。

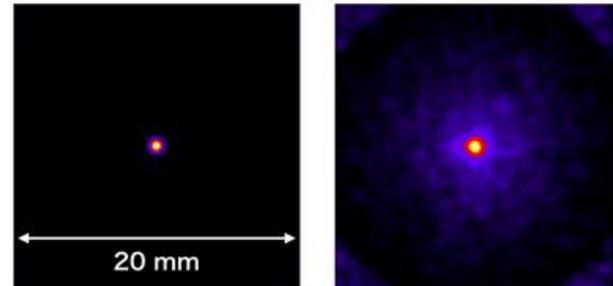


図 5. 実行イメージ例 (左：理想的な光学系, 右：現実的な光学系)

4 感度計算

感度計算により、衛星のシステム要求から MEMS 望遠鏡への有効面積の要求値を導く。システム要求を表 2 にまとめた。式 (1) より光子限界から、式 (2) より NXB 限界から要求される有効面積 A を求めた。ここで、 $f_{sys} = 5$ [mCrab]、 $T = 3$ [day]、 $SN = 5$ とした。 g_{NXB} は、すざく衛星の観測データを参照し、SDD 検出器 (1 mm 角) を仮定した値、 1.56×10^{-3} [ct/s] とした。結果を表 3 に記す。

表 2. ORBIS のシステム要求

項目	要求値
エネルギー帯域	2 - 10 keV
感度 (有意度 5σ)	5 mCrab@3 day
口径	140 mm×170 mm 以下
焦点距離	300 mm 以下
重量	5 kg 以下

$$A \geq \frac{(SN)^2}{f_{sys} T} \quad (1)$$

$$A \geq \frac{SN_{NXB}}{f_{sys} \sqrt{T}} \sqrt{g_{NXB}} \quad (2)$$

表 3. 有効面積の要求値

項目	要求値
光子限界	1.26 mm ²
NXB 限界	3.15 mm ²

5 シミュレーション結果

まず、最適基板材質を決定した。シミュレーション結果 (図 6) より Ir が最適であることがわかる。材

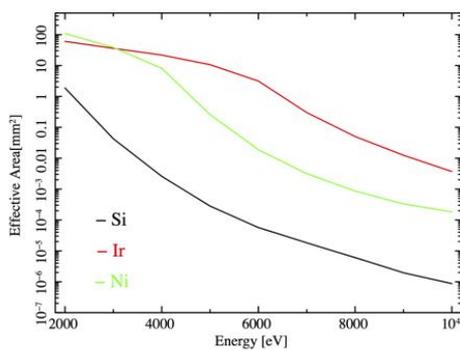


図 6. シミュレーション結果 1

質を Ir とし、1 段、2 段 (Wolter I 型)、3 段、4 段望遠鏡についてシミュレーションを行った (図 7)。2 段望遠鏡が最適であることがわかる。さらに従来

の $\phi = 100$ mm から $\phi = 70$ mm に小型化した 2 段望遠鏡についてもシミュレーションを行った (図 8)。小型化することによって複数個の搭載が可能になる (図 9)。また、式 (3) により 2 - 10 keV における実

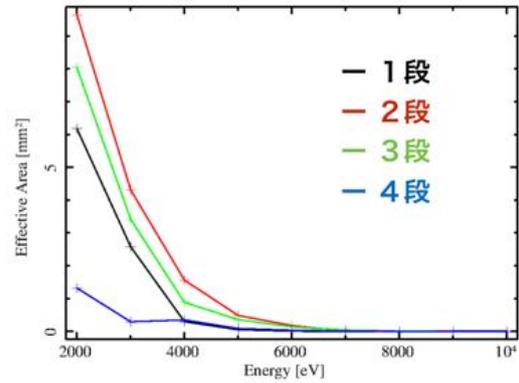


図 7. シミュレーション結果 2

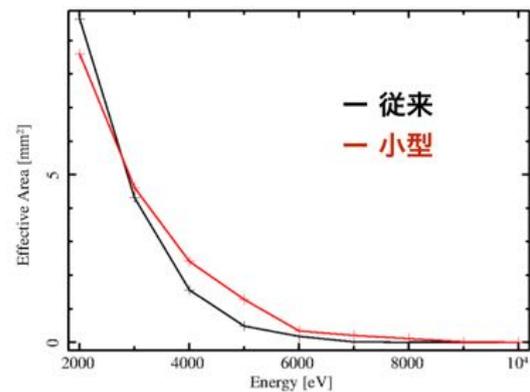


図 8. シミュレーション結果 3

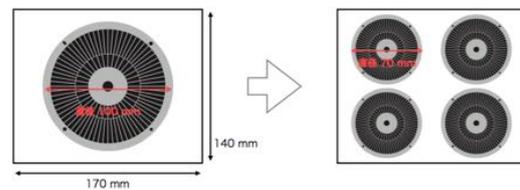


図 9. 小型化することにより複数個搭載が可能

効的な有効面積を求め、表 4 にまとめた。光子定数 Γ は AGN の典型的な光子定数 1.9 を仮定した。計算結果より、小型化した MEMS X 線望遠鏡が ORBIS

の要求を満たすことがわかる。

$$A_{\text{eff}} = \frac{\int A(E)E^{-\Gamma}dE}{\int E^{-\Gamma}dE} \quad (3)$$

表 4. 実効的な有効面積 @ 2 - 10 keV

構造	A_{eff}
1 段	2.17 mm ²
2 段	3.68 mm ²
3 段	2.95 mm ²
4 段	0.41 mm ²
小型	3.80 mm ²
小型 (4 個搭載)	14.20 mm ² (光子限界に対して)
	7.60 mm ² (NXB 限界に対して)

6 まとめ

シミュレーションの結果 MEMS X 線光学系は ORBIS の要求を満たすことが可能で、小型化した MEMS 光学系を 4 つ置けばさらに有効面積を稼げることが分かった。ただし、角度分解能 10 分角 (HPD) の達成が条件である。今後は実際に光学系を試作し、さらに有効面積を増やす方法も検討していく。

Reference

- Y.Ezoe et al. “Ultra light-weight and high-resolution X-ray mirrors using DRIE and X-ray LIGA techniques for Space X-ray Telescopes”, 2010, Micorsystech
- T. Ogawa et al. 2013, ”Iridium-coated micropore x-ray optics using dry etching of a silicon wafer and atomic layer deposition”, 2013, Applied Optics
- T. Ogawa et al. “First X-ray imaging with a micromachined Wolter type-I telescope”, 2016, Microsystech.

[目次へ](#)

a10

X 線天文衛星ひとみにおける自律型時刻決定法の検証

埼玉大学

M1 大清水健也

X 線天文衛星「ひとみ」における自律型時刻決定法の検証

大清水 健也 (埼玉大学大学院 理工学研究科 田代・寺田研究室)

Abstract

X 線天文衛星「ひとみ」では、パルサーなど時間変動する天体を観測するため、GPS 衛星の信号を基準とした時刻配信システムを採用している。具体的には、GPS からの時刻情報をもとに衛星の中央管理コンピュータ (SMU:Satellite Management Unit) で衛星内の時刻を生成し、ネットワークを介して各検出器に配信し、衛星内の各機器で記録される時刻を同期している。さらに、GPS との通信ができない場合に備え、「ひとみ」衛星は SMU 内部の水晶発振子で代わりの時刻クロックを自律的に生成・配信する機能ももつ。本研究では、この機能の検証を行った。検証すべき課題としては以下の 3 つが挙げられる。(1) SMU クロックの元となる水晶発振子の温度依存性の補正の検証、(2) GPS 信号を捕捉できたときに、矛盾なく時刻情報を接続するアルゴリズムの検証、(3) 地上補正での最終時刻決定値の精度と目標値との比較である。我々は、衛星熱真空試験で得られた様々な温度条件での衛星ネットワーク上の時刻データと、単体試験で得られた SMU クロックの温度特性を比較し、予定していた温度補正方法が適用できることを確認した。また、同試験中に GPS 信号の遮断と回復試験も行い、自走した SMU クロックによる時刻付けが、GPS との通信回復時に矛盾なく接続されており、アルゴリズムが正常に機能することを確認した。さらに、ソフトウェアによる最終時刻決定を行い、GPS 通信遮断時の時刻修正が行われていることを確認し、その精度を見積もった。

1 Introduction

パルサーなど時間変動する天体の観測では、X 線のエネルギー、入射角だけでなく、X 線の到来時刻も重要となる。そこで、検出された X 線に正確な時刻を与える「時刻付けシステム」が必要になる。そのため、2016 年に日本で打ち上げられた X 線天文衛星「ひとみ」(Takahashi et al. '12) では、時刻付け精度目標を $30 \mu\text{s}$ 以内としている (Terada et al. '14)。「ひとみ」衛星では、この目標に達するため GPS 衛星から随時時刻情報を受信し、20 ns 精度で原子時計と同期し、従来の日本の X 線衛星より高い時刻精度を保つ。

しかし、実際の衛星の運用を考えたとき、何らかの原因で GPS との通信不可能な状況も想定される。この場合、「ひとみ」衛星では GPS の通信回復まで、搭載機器間の通信が中断せず、時刻の不連続がないように自律的に代替の時刻クロックを生成する。この間の時刻は、前後の GPS 受信が正常だった時刻で較正して用いる。この手法は、前の X 線衛星「すざく」で用いた時刻較正法であるため「すざくモード」と呼ぶ。ここで、すざくモードの時刻は衛星の中央管理コンピュータ (SMU:Satellite Management Unit) 内

部のクロックで作られるが、クロックの水晶発振子は温度に依存した揺らぎがある。そのため、すざくモード中の時刻は周波数が不安定なクロックが自走し、GPS の時刻からずれていく。従って、すざくモード終了時にずれた時刻を元の時刻へ矛盾なく接続する修正を行い、その後地上で SMU クロックの温度依存性の補正を考慮し時刻付けする必要がある。

2 「ひとみ」時刻システム

2.1 時刻配信ネットワーク

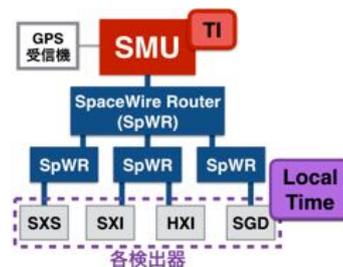


図 1: 「ひとみ」ネットワーク略図。TI は SMU で、Local Time は各検出器ごとに生成する時刻情報である。

図 1 に「ひとみ」衛星のネットワークを示す。「ひとみ」衛星では、世界各国で宇宙機用データ通信規格として標準化が進む SpaceWire (SpW) (IEEE C.S. '96; Parkes et al. '03) 規格を採用し、図 1 のような tree 状でかつ冗長系の組めるネットワークを構成している。

衛星の時刻情報は、まず GPS 受信機から GPS の時刻を受信し、それを元に SMU で衛星内の基準となる衛星時刻 TI を生成する。TI は 38 bit で構成され、上位 32 bit は RMAP (Parkes et al. '06)、下位 6 bit は Time-Code (Parkes. '03) と呼ばれる配信形式で、ネットワーク下位の機器に配信され時刻を同期している。このとき、Time-Code は 1/64 秒周期で配信されるので、必然的に TI の時間分解能は 1/64 秒となる。しかし、これでは目標値の 30 μ s を達成できないため、TI とは別に各検出器ごとに高時間分解能の補助クロックをもつ。ここで、各々の補助クロックで生成される時刻情報は Local Time と呼ばれ、TI と Local Time を組み合わせることで高い時間分解能となる。

2.2 SMU 状態遷移

表 1: SMU 状態

SMU 状態	GPS 状態	衛星の時系
GPS 同期モード	同期	GPS 時系
GPS 非同期モード	非同期	SMU 時系
引き込みモード	同期	SMU 時系



図 2: SMU 状態遷移図

「ひとみ」衛星の SpW ネットワークの幹である SMU は、図 2 のような複数の時刻生成モードがあり、GPS 通信の捕捉状態に応じて状態遷移する設計である。通常、SMU は GPS 同期モードで、TI は GPS の時刻と同期した GPS 時系となるが、GPS との通信が途絶えた際、GPS 非同期モードへ移行する。GPS 非同期モードでは GPS との通信が行われず、TI は

SMU の内部クロックで独自に生成されたものになり、SMU 時系となる。その後、GPS との通信が可能になると、SMU は引き込みモードへ移行する。このモードでは、再開して得られた GPS からの時刻情報を元に、SMU 時系から GPS 時系へと接続する修正が行われ、GPS 同期モードへ復帰する。

3 すざくモード

2.2 節のように、GPS 衛星が捕捉できない場合は、SMU の時系は「GPS 非同期モード」に遷移し、SMU 内部にある自走クロックで TI を自律的に生成し、下位の機器に配信する。この方法は「ひとみ」衛星の前身「すざく」衛星で用いられた方法であるため、GPS からの通信が途絶えてから復帰するまでの間をすざくモードと呼ぶ。つまり、SMU の状態では GPS 非同期、引き込みモードはすざくモードにあたる。

ここで、すざくモード中に観測されたデータは、衛星上では引き込みモードによる時系の修正のみ行うため、図 3 のように、データが地上に送られた後、SMU クロックの温度依存性を考慮した 2 つの補正を行う。まず、温度依存性を考慮しクロックの揺らぎを抑える Drift 補正を行う。しかし、これだけでは TI の最終値が GPS 通信回復時の値と異なるため、最終値が一致するよう時刻を合わせる Tick 補正を行う。

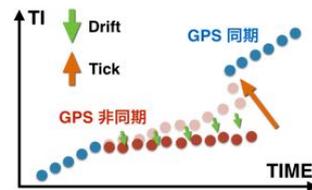


図 3: Drift 補正と Tick 補正

これらの補正による最終的な時刻決定はソフトウェアで行う。その際、衛星から送られた生データのうち、TI から TAI (国際原子時) への較正表である時刻較正表データ、GPS の通信状態や SMU の温度など衛星の状態を示す衛星データ、各検出器が観測したイベントの情報を示す観測データを用いて行うが、図 4 で示すようなプロセスを踏む (Terada et al. '14)。まず、衛星データから SMU クロックの温度と周波数情報を抜き出し、温度補正テーブルを既存のものから更

新する。次に、衛星データのうち GPS の通信状態を示した情報を元に、時刻較正表データからすざくモードの範囲を選び、その範囲に対し補正テーブルによる温度依存性の補正をかけ、時刻較正表に修正を加える。最後に、修正された時刻較正表を元に、衛星データと観測データの時刻修正を行う。



図 4: 生データの時刻付けプロセス

4 衛星熱真空試験

衛星熱真空試験とは、衛星を実際に組み上げた状態で、宇宙環境を想定した熱真空下で衛星の機能を見る試験である。本試験の目的は次の 2 つである。(1) クロックの温度依存性を補正するため、補正テーブルの取得ができ、そのテーブルが先行試験の結果を再現できているかの確認と、(2) GPS 通信が遮断されすざくモードへ移行した後、GPS との通信回復時に時刻が正常復帰するかの確認である。従って、これらを確認するために以下の試験を行った。

- (1) 様々な温度での SMU クロックの周波数を測定し、先行で行われた SMU 単体のみを温度変化させ、直接周波数を測定した結果と比較。そして、クロックの温度依存性が一致することを確認。
- (2) GPS の通信の遮断と回復試験を行い、自走した SMU クロックによる時刻付けが、GPS との通信回復時に矛盾なく接続されていることを確認。

試験は 2015 年の 6,7 月に筑波宇宙センターで行った。また、試験では実際に打ち上がる衛星を用いるため、補助的な計測機器を接続せず、衛星から送られるデータのみが情報源となる。

(1) SMU 温度依存性補正テーブル

「ひとみ」衛星は SMU-A,B の 2 つを搭載し、A が主系、B が従系の冗長系のため、測定は A,B それぞ

れで行う。本試験と単体試験との比較を図 5, 図 6 に示す。また、試験日時と温度帯域も図に示す。

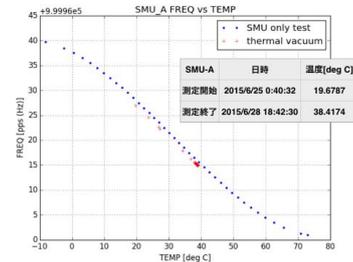


図 5: SMU-A 温度依存性。それぞれ、青:単体試験、赤:衛星熱真空試験を示す。

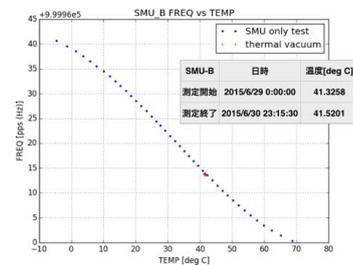


図 6: SMU-B 温度依存性

ここで、B は従系のため温度測定数は少ない。結果は、まず SMU-A,B どちらも単体試験通りに周波数が温度依存性を示した。SMU-A では、単体試験の結果が熱真空試験よりも周波数が少し高い値となったが、傾向としては問題なかった。SMU-B では温度帯域が狭かったが、SMU-A と同様の結果となった。

(2) すざくモード検証

TI と GPS 時刻は通常同期しているため、縦軸 TI、横軸 GPS 時刻のプロットは直線になる。しかし、すざくモードへ移行すると TI は SMU 時系に変わり、GPS 時刻から徐々にずれていく様子が見えるはずである。従って、試験では常に GPS 受信機が GPS を捕捉している状態のため、すざくモードを模擬するため、SMU を意図的に「GPS 非同期モード」に移させ、4 時間後に「GPS 同期モード」に戻した。この間、S-TIME [s] (地上時計: GPS 時刻の指標とする) と L32TI [s/s] (TI の一部) のテレメトリを測定し、すざくモードの挙動を確認した。その結果を図 7 に示

す。なお、試験は 2015 年 7 月 2 日 (UTC では 7/1) に SMU-A でのみ行った。また、測定時間 (UTC)、S-TIME の対応と、その時の TI の時系を図中に示す。

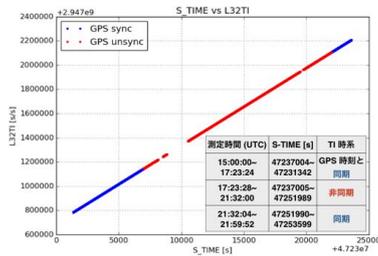


図 7: S-TIME vs L32TI。それぞれ、青: TI が GPS 時刻と同期、赤: GPS 時刻と非同期の状態を示す。

図 7 より、すぎくモード中で大きく時系がずれないことがわかった。しかし、GPS 時刻と同期・非同期の違いが見れないため、GPS 時刻の部分をも乗法により直線でフィットし、直線からの各点の残差をプロットした。その結果を図 8 に示す。

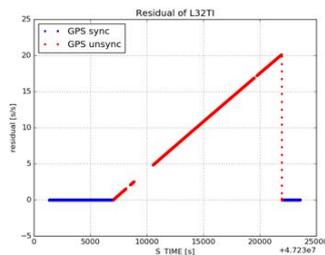


図 8: S-TIME vs L32TI 残差検証

図 8 より、GPS 時刻が非同期になると、徐々に S-TIME からずれていき、非同期から同期の状態へ戻るときにその時刻ずれを修正する様子が見えた。

ここで、通常 TI は SMU が GPS 信号を受信し、1 Mpps の基準クロックで生成される。しかし、本試験では GPS が非同期の間平均温度が 32.835 degC のため、図 5 より、GPS 非同期中は代替の TI を生成する SMU 内部クロックの周波数が 999979 pps 程度になる。つまり、試験で GPS が非同期の状態は 14912 s であるから、理論上すぎくモード終了時の時刻ズレは 0.30336 s と見積られる。それに対し、図 8 よりすぎくモード終了時の L32TI のズレが 20.143 s/s であったので、TI の時間分解能 1/64 s を考慮すると最終的な時刻ズレは 0.31474 s と求まり、すぎくモードが正常に機能していることを確認した。

5 ソフトウェアによる時刻補正

衛星熱真空試験で得られた時刻データと衛星データを用いて、ソフトウェアによる時刻補正の検証を行った。結果を図 9 に示す。なお、ソフトウェアは HEAssoft ver.6.19 (patched hitomi V03) を用いた。

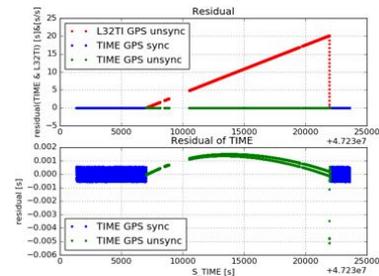


図 9: S-TIME vs TIME & L32TI 残差検証。図 7 に加え、緑が最終時刻決定値の TIME [s] を示す。

図 9 では最終時刻決定値である TIME [s] と S-TIME の残差を試験の生データと比較した。図より、最終時刻決定によってすぎくモード中の時刻補正がされていることがわかる。また、図 9 下部は TIME の残差の詳細だが、これよりすぎくモード中の時刻付け精度は 0.1 ms 程度であり、「すぎく」衛星の時刻精度 360 μ s と同程度であった (Terada et al. '08)。

6 Summary

衛星熱真空試験ではすぎくモードの検証を行い、補正テーブルの取得と正常なモード移行を確認できた。また、ソフトウェアによる最終時刻決定を行い、すぎくモード中の時刻修正がなされていることを確認し、その精度が 0.1 ms 程度と見積もることができた。

Reference

- IEEE Computer Society. 1996, IEEE Standard 1355-1995
- Parkes, S., et al. 2003, ECSS, ECSS-E-50-12A
- Parkes, S. 2003, SpW Seminar, ESTEC, The Netherlands
- Parkes, S., et al. 2006, ECSS, ECSS-E-50-11 Draft F
- Terada, Y., et al. 2008, PASJ, 60, S25-S34
- Takahashi, T., et al. 2012, SPIE, 8443, 84431Z
- Terada, Y., et al. 2014, IEEE NSS/MIC, 8-15 Nov.2014

[目次へ](#)

a11

DIOS 衛星に搭載する 4 段反射型望遠
鏡の反射鏡形状の改善

名古屋大学

M1 菅沼亮紀

DIOS 衛星に搭載する 4 段反射型望遠鏡の反射鏡形状の改善

菅沼 亮紀 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

近傍宇宙の観測では宇宙初期から推定されるバリオン量の 30% ~ 50% が未検出であり、それらはダークバリオンと呼ばれる。ダークバリオンの多くは、温度が $10^5 - 10^7$ K の希薄な銀河間物質として宇宙の大規模構造に沿って分布すると考えられている。ダークバリオンの空間分布の解明を目指す DIOS 衛星には、有効面積を S 、と視野を Ω としたとき、 $S\Omega \geq 100 \text{ cm}^2 \text{ deg}^2$ と大きな $S\Omega$ をもつ望遠鏡が要求される。本望遠鏡の開発において、結像性能の要求値 5 分角の達成は重要である。要求を満たす望遠鏡として、我々は 4 回反射型望遠鏡の開発を行っている。従来の 2 回反射型望遠鏡の光学系を 4 回反射に拡張することで大有効面積かつ広視野の望遠鏡製作が可能となるが、反射回数が多くなると反射鏡の形状誤差や位置決め誤差による結像性能への影響は大きくなる。

現状の反射鏡の結像性能は、4 段 1 組で 5 分角が最も良い値である。望遠鏡の結像性能劣化要因には、単体反射鏡のもつ形状誤差やハウジング内での反射鏡の変形、反射鏡の位置決め誤差が考えられる。このうち、単体反射鏡のもつ形状誤差は、レプリカ反射鏡製作の各プロセスに起因するが、今回は基板の熱成形やレプリカ反射鏡のマンドレルとして用いられる金型形状精度の評価から検証を行った。

円錐形の金型の形状精度を、接触式精密 3 次元測定器を用いて測定を行った。測定結果から母線方向のと円周方向の表面形状の誤差、金型の傾き角や曲率半径などを円錐モデルのフィッティングにより解析した。その結果、表面形状誤差は PV 値で $8 \mu\text{m} \sim 22 \mu\text{m}$ で、金型の円錐頂角のずれは 2 分角未満だった。この金型で反射鏡を製作した場合に期待される結像性能の評価は今後行っていく。

1 はじめに

現在の宇宙は、ダークエネルギーが約 71%、ダークマターが約 24%、物質 (バリオン) が約 5% の組成比からなる [1]。このうち、直接観測が可能なバリオンですらその 30% ~ 50% が検出されていない (e.g. [2])。このような未検出のバリオンをダークバリオンと呼ぶ。ダークバリオンの正体は、宇宙大規模構造に沿った分布が期待される Warm-Hot Intergalactic Medium ; WHIM であると考えられている。WHIM の温度は 10 万度から 1000 万度であり、これらは X 線領域で輝く。ダークバリオンの観測は宇宙の熱的進化や化学進化、大規模構造形成などを探る上で有用である。DIOS (Diffuse Intergalactic Oxygen Surveyor) 衛星では、WHIM を直接検出しその空間分布を探ることを目的としている。しかし、WHIM から放射される軟 X 線は面輝度が低いため観測が難しく、その検出には広視野かつ大有効面積を有する望遠鏡が必要である。

DIOS 計画では、WHIM の直接検出のために検出器の視野を Ω 、有効面積を S としたとき、 $S\Omega > 100 \text{ cm}^2 \text{ deg}^2$ が要求される。このような広視野かつ大有効面積を実現するために、アルミ基板を用いた反射鏡を同心円状に多数配置した多重薄板型の 4 回反射光学系が提案された [3]。

4 段反射型望遠鏡 (Four Stage X-ray Telescope ; FXT) は口径を同じにした従来の 2 段反射型望遠鏡に比べて焦点距離が短くなるため、検出器が見込める視野の開き角を大きくすることができる。これにより運用する衛星の小型化も可能である。しかし、反射回数が増えれば形状誤差による影響も顕著になり、結像性能の悪化が懸念される。

FXT の結像性能は 3 分角を目標としているが、現在最も結像性能の良い反射鏡 1 層でも結像性能の値は ~5 分角である [4],[5]。X 線照射試験の結果から、望遠鏡の結像性能が劣化する主な要因として、単体反射鏡のもつ形状誤差が示唆された [3]。反射鏡は薄

い (0.2 mm) アルミ基板を用いて製作されるため、単体反射鏡のもつ形状誤差は反射鏡製作の各プロセスによって生じていると考えられる。反射鏡の形状を決める一因として金型の表面形状の影響が挙げられる。今回は基板の熱成形などの反射鏡製作過程で用いられる金型形状精度の評価を行い、その精度が十分であるか調査した。

2 測定対象

今回測定を行った金型はネスト数 (N) が 110 と 154 の金型である。ネスト数とは多重薄板型望遠鏡の最も内側のミラーから何番目かを表しており、数が大きくなれば望遠鏡の外側にあることを意味する。金型はアルミから製作されている。加工方法はマシンングセンタ (以下 MC) とワイヤーカット (以下 WC) の 2 通りの方法がある。N110 の金型 (図 1 左) については 1 段目から 4 段目までのすべてが知立機工株式会社の MC により加工されている。N154 の金型 (図 1 右) については 1 段目と 3 段目が WC、2 段目が MC で加工されており、4 段目に関しては 1 度 WC で加工されたのちに MC により修正加工されている。N154 については 3 段目のみヤスイ株式会社製であり、他の段数については知立機工株式会社により製作されている。N110 の金型は焦点距離が 1200 mm で設計されており、N154 の金型については焦点距離が 700 mm で設計されている。

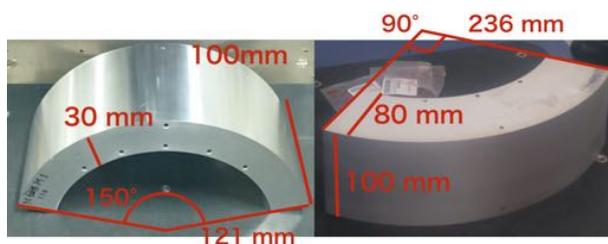


図 1: N110 の一段目の金型 (左) と N154 の一段目の金型 (右)

3 測定方法

アルミ基板が金型に乗る範囲は図 2 の水色の枠内であるため、この範囲で金型表面の形状測定を行った。測定には MSI 株式会社所有の CNC 3 次元測定機 CRYSTA-Apex S 7106 (Mitsutoyo 製) を使用した。我々は測定方向を母線方向と円周方向を定義 (図 2、赤枠と緑枠参照) し、これに沿って 3 次元測定を行った。円周方向では 0.3 mm ピッチで表面形状の測定を行い、測定線の間隔は 3 mm とした。母線方向においても 0.3 mm ピッチで表面形状の測定を行い、測定線の間隔も同様に 3 mm とした。

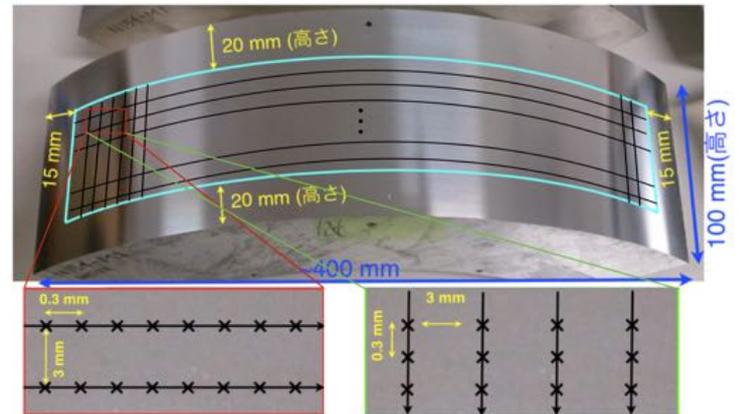


図 2: 測定範囲および円周方向 (赤枠) と母線方向 (緑枠)

測定で得られたデータを円錐でフィットし、モデルとの動径方向の残差を求める (図 3)。これにより、金型の傾き角および曲率半径が設計値と比較して金型の表面形状の誤差を評価した。

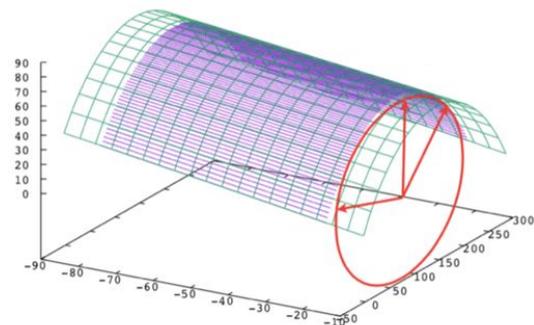


図 3: 円錐フィット

4 解析結果

測定で得られたデータを解析し、表面形状について図 4 から図 7 のような結果を得た。各々の金型の設計値からのずれは表 1 と表 2 に示す結果となった。

N110 - N154 の金型の表面形状において、PV は $8\ \mu\text{m}$ から $22\ \mu\text{m}$ 、RMS は $1.2\ \mu\text{m}$ から $2.9\ \mu\text{m}$ であった。N154 の 3 段目の母線方向と円周方向、N110 の母線方向の測定データに関しては周期的な表面形状の構造が顕著に表れている。金型の傾き角は N110 と N154 のどの金型についても設計値と 2 分角以下のずれがあることが確認でき、設計値からのずれが最も小さい金型についてはそのずれが 3 秒角近くであった。

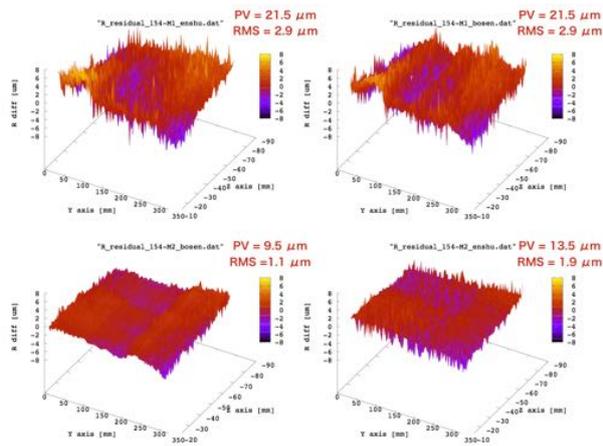


図 4: N154 の 1 段目および 2 段目の測定結果

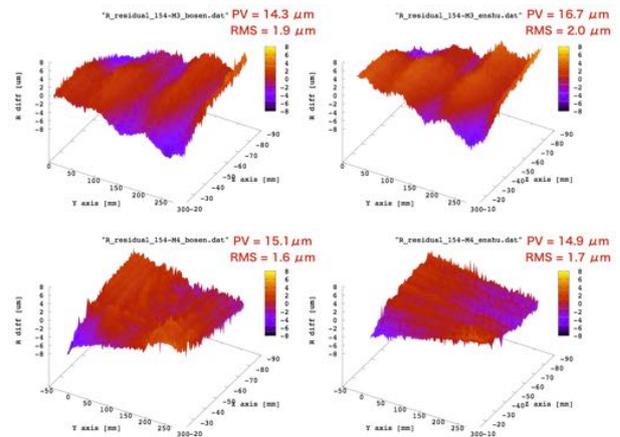


図 5: N154 の 3 段目および 4 段目の測定結果

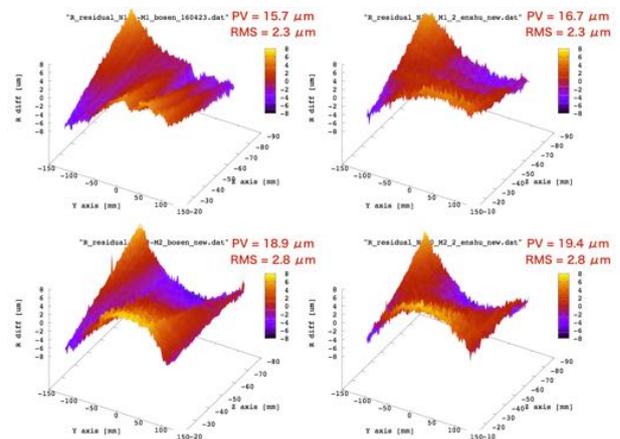


図 6: N110 の 1 段目および 2 段目の測定結果

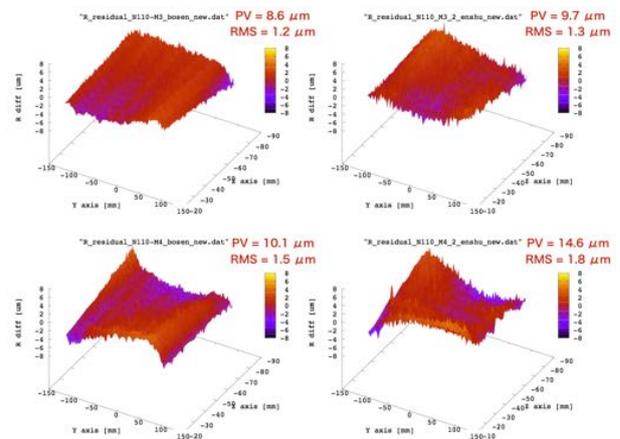


図 7: N110 の 3 段目および 4 段目の測定結果

5 議論および今後の展望

ここでは、加工法の違いによる考察を行う。解析の結果、知立機工株式会社のワイヤーカットで製作した金型 (N154 1 段目) は PV の値が $21.5 \mu\text{m}$ と、他の金型と比較しても少なくとも $5 \mu\text{m}$ 以上大きい値をとっていた。また、ヤスイ株式会社の WC で製作した金型については周期的な構造が確認された。しかし、知立機工株式会社所有の MC で加工した金型については PV が $8.6 \mu\text{m} \sim 16.7 \mu\text{m}$ であり、ヤスイ株式会社の WC では確認された周期的な構造についても見られなかった。また、傾き角の設計値からのずれを最も抑えられた金型 (N110 2 段目) は MC で製作したものであった。両者を比較すると、知立機工株式会社所有の MC で製作した金型の表面形状は WC で製作した金型よりも精度が高いことが確認された。

今後は、これらの金型で反射鏡を製作した際にどの程度の結像性能が期待されるのか、また金型の表面形状誤差がどの程度反射鏡に反映されるかについて調査する。

6 参考文献

- [1] Bennett, et al. 2013, ApJS, 208,20
- [2] Shull et al. 2012, ApJ, 759, 23S
- [3] Tawara, et al. 2013, Proc. SPIE 844343-1
- [4] 中道蓮 修士論文 名古屋大学 2016
- [5] 馬場崎康敬 修士論文 名古屋大学 2014

表 1: N110 の金型の設計値からのずれ

段数	設計値 [deg]	測定方向	測定値 [deg]	差 [deg] ¹	製法
1 段目	0.7228	母線	0.7190	0.0038	WC
		円周	0.7187	0.0041	WC
2 段目	2.1685	母線	2.1564	0.0121	MC
		円周	2.1592	0.0093	MC
3 段目	3.6142	母線	3.6197	-0.0055	WC
		円周	3.6209	-0.0067	WC
4 段目	5.0599	母線	5.0546	0.0053	MC
		円周	5.0550	0.0049	MC

1 : 設計値と測定値の差

表 2: N154 の金型の設計値からのずれ

段数	設計値 [deg]	測定方向	測定値 [deg]	差 [deg] ²	製法
1 段目	2.3154	母線	2.3319	-0.0165	MC
		円周	2.3308	-0.0154	MC
2 段目	6.9461	母線	6.9454	0.0007	MC
		円周	6.9446	0.0015	MC
3 段目	11.5769	母線	11.6162	-0.039	MC
		円周	11.6153	-0.038	MC
4 段目	16.2077	母線	16.2056	0.0021	MC
		円周	16.2046	0.0031	MC

2 : 1 に同じ

[目次へ](#)

a12

重力波源の特定を目指した広視野X線
撮像検出器の開発

金沢大学

M1 伊奈正雄

重力波源の特定を目指した広視野 X 線撮像検出器の開発

伊奈 正雄 (金沢大学大学院 自然科学研究科)

Abstract

2018 年頃から本格的に重力波観測が開始される。重力波源の有力な候補の 1 つは短時間ガンマ線バースト (SGRB) の母天体と同一であると考えられており、重力波と電磁波の同時観測により母天体までの距離の特定、ブラックホールの形成メカニズムの解明をすることができる。そのため、我々は 2018 年度打上げ予定である超小型衛星搭載を目指し、広視野 X 線撮像検出器の開発を行っている。

広視野 X 線撮像検出器はストリップ型シリコン半導体検出器 (SSD) と低エネルギーの読み出しに特化した高利得アナログ集積回路 (ASIC) が一体となっている。信号の読み出しにおける主要なノイズは、SSD の基礎特性であるリーク電流・静電容量に起因するノイズであるため、様々な電極幅の SSD を開発し、リーク電流・静電容量を測定することでフライトモデルに搭載する電極幅の最適化を行った。また、ASIC の 2 号機は信号の読み出し下限値 1.5keV、エネルギー分解能 1.0keV を達成しているが、さらなる性能向上を目指して、3 号機の開発に向けた設計を進めている。

1 研究背景

2018 年頃から本格的に重力波観測が開始される。重力波の観測のみでは、方向決定精度が 10-100 平方度 (Abbott et al. 2016) と非常に粗く、母天体を特定することが困難である。そのため電磁波観測によるフォローアップが重要である。特に、中性子星連星の衝突・合体は重力波候補天体であると同時に SGRB の母天体であると考えられている。我々は X 線観測により、重力波発生源を精度良く方向決定するとともに、いち早く地上へアラートを送信することを目指している。これにより、残光を多波長で観測し、母天体までの距離を特定できる。また、広視野で一早く母天体を発見し観測を行えるため、ブラックホールが形成される初期段階の観測やキロノヴァの観測により、より詳細にブラックホールの形成メカニズムやそれを取り巻く環境を知ることができる。さらに、軟 X 線帯域での観測により、SGRB の X 線超過の放射 (Extended Emission:E.E.) を観測することができる。E.E. は SGRB のプロンプト放射直後に 10-100 秒続く軟 X 線での放射であり、観測数が少なく、放射機構は未解明である。(Berger et al. 2013) そのため、観測数を増やすことにより放射機構の解明を目指している。その他にも HETE-2 以降観測されていない X 線フラッシュや、高赤方偏移ガンマ線

バーストの観測が期待される。我々は広視野 X 線撮像検出器を開発しており、2018 年度打上げ予定の金沢大学超小型衛星 (Kanazawa Sat³) への搭載を目指している。

2 広視野 X 線撮像検出器

広視野 X 線撮像検出器は 1 次元コーデットマスクとストリップ型シリコン半導体検出器 (SSD)、高利得アナログ集積回路 (ASIC) で構成されている。検出器の目標性能はエネルギー帯域 1-20 keV、視野 1 ステラジアン、角度分解能 15 分角である。コーデットマスクは視野が広い、有効面積が広い、低エネルギーでも使用可能という利点があるが、バックグラウンドが大きくなってしまふ欠点がある。しかしながら、観測対象である GRB は突発天体であるため、この欠点は無視できる。

マスクパターンはランダムになっており、到来した X 線がマスクを通過して検出器に入射すると、通過した部分のマスクパターンが X 線の強度分布となって投影される。発生方向により強度分布が変わるため、検出された強度分布とマスクパターンとの相互相関を取ることで、発生方向を特定する。我々は 1 次元の撮像システムを直交して 2 つ配置する。

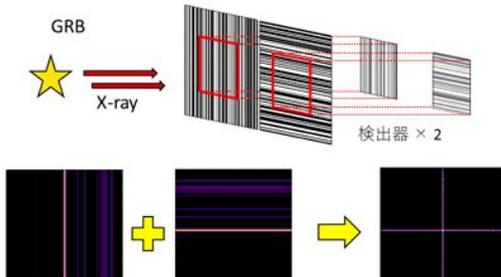


図 1: 方向決定の原理

3 シリコン半導体検出器

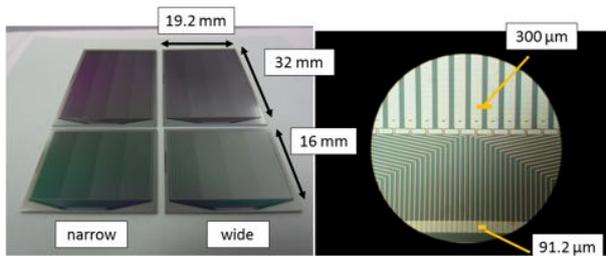


図 2: ストリップ型シリコン半導体検出器

目標の観測エネルギー帯域である 1–20 keV を達成するため、20 keV 以下に感度のあるシリコン半導体を用いる。SSD は厚さ 500 μm でストリップ型の電極が 300 μm ピッチで 64 本並んでいる。それぞれの電極から 91.2 μm ピッチのボンディングパッドに収束しており、ASIC とワイヤーボンディングにより接続される。(Yonetoku et al. 2014) また、SSD の端面からのリーク電流を抑えるため、64 本の電極の周りにガードリングを設けている。半導体の基礎特性であるリーク電流・静電容量は信号読み出しの主要なノイズ源となる。そのため、我々は電極幅が 4 種類のグラデーションになっている SSD を 2 種類 (narrow: 50/80/120/150 μm , wide: 180/220/250/280 μm) 開発した。私はリーク電流・静電容量の測定を行い、フライトモデルに搭載する電極幅の最適値を検証した。図 3 の赤点は予定している動作環境 (-20 $^{\circ}\text{C}$, 200 V) におけるリーク電流であり、120 μm 以下の電極幅では動作が不安定であることがわかる。また、後述の

読み出し回路の要求から SSD の静電容量は 10 pF 以下である必要があるため、図 3 より電極幅は 220 μm 以下である必要がある。この 2 つの観点から、最適な電極幅を 150 μm に決定した。また、ストリップの長さは 32 μm とし、X 軸・Y 軸それぞれで 512ch の SSD を設計した。このとき、有効面積は 100 cm^2 となる。

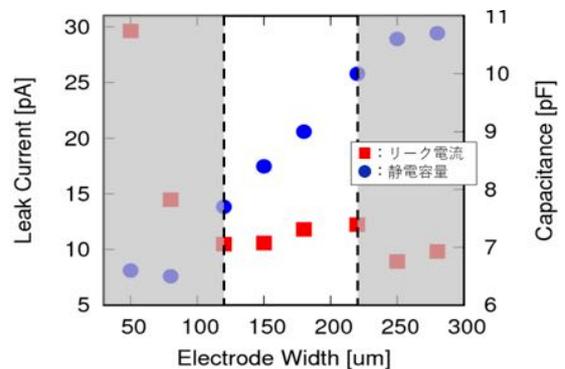


図 3: リーク電流・静電容量の測定結果

4 高利得アナログ集積回路

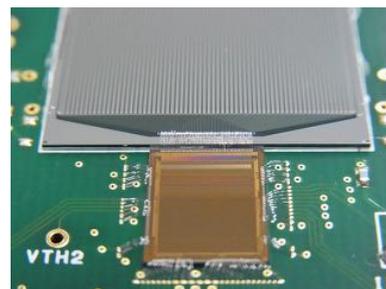


図 4: ASIC と SSD

SSD からの信号読み出し回路として高利得アナログ集積回路 (ASICs for Low Energy X-ray: ALEX) を開発している。ALEX シリーズは ISAS/JAXA で開発されているモデルを雛形に 1–20keV の低エネルギー信号の読み出しに特化した設計になっている。ALEX のブロック図は図 5 のようになっている。

まず、電荷有感型増幅器 (CSA) で SSD からの電荷信号を増幅し、数 mV から数十 mV の波高値をもつ

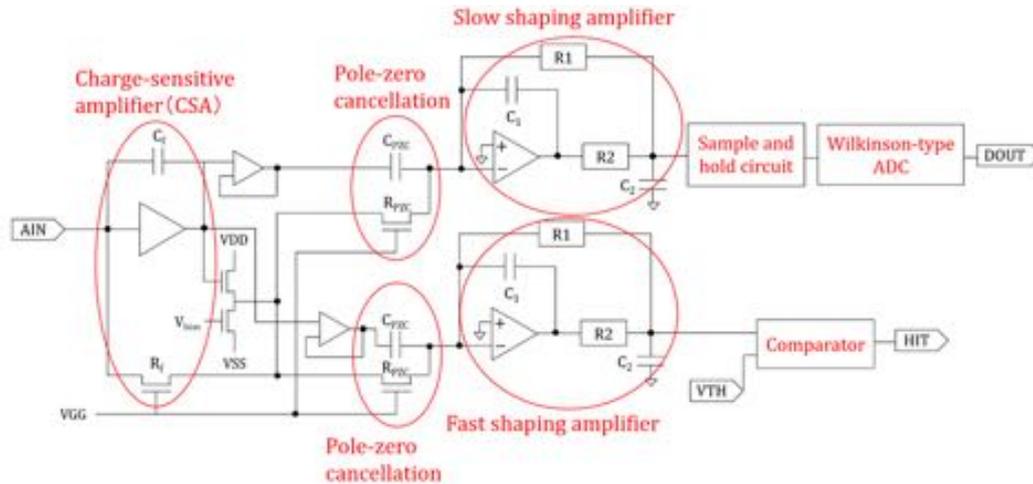


図 5: ALEX 回路図

パルスに変換する。CSA の後段にはポールゼロ補償回路を設けており、CSA の長い時定数を短縮するとともにパルスのアンダーシュートを軽減する。その後、比較的時定数の短い Fast 波形整形回路と比較的長い Slow 波形整形回路に分岐し、それぞれで波形整形を行う。Fast 波形整形回路の出力波形が設定された電圧値 (スレッシュホールド電圧) を越えると Hit が出力される。Hit が出力されると一定時間待って Slow 波形整形回路の波高値をサンプルホールドする。ホールドした値は Wilkinson 型 ADC で AD 変換され、デジタル値として読み出される。

現在 ALEX シリーズは 2 号機 (ALEX-02) まで開発されている。ALEX-02 は波形の時定数をより長くすることでノイズレベルの改善を図った。ALEX-01 と ALEX-02 の Fast のノイズレベルを表 1 に示す。

表 1: Fast のノイズレベルと時定数

	ALEX-01	ALEX-02	
時定数	0.8 μsec	1.0 μsec	4.0 μsec
ノイズレベル	158 e^-	138 e^-	103 e^-

我々は、ノイズにより Hit 信号が出ないようにするため、ノイズレベルの 4 倍 (4σ) をしきい値とする。そのため、目標とする 1 keV からの観測を可能にするには、ノイズレベルを 0.25 keV ($68 e^-$) 以下にする

必要がある。しかしながら、ALEX-02 では Fast 波形整形回路の時定数を長くしても目標を達成できなかった。そのため、さらなるノイズレベルの改善を目指し、3 号機である ALEX-03 の開発に向けた回路シミュレーションを行っている。ALEX-03 は ALEX-02 の回路の基本設計はそのままにし、回路パラメータを変更することにより信号読み出し 1 keV を目指している。

ALEX は検出器起因のノイズが大きいため、その影響をより小さくする必要がある。影響を小さくする方法として、図 5 の CSA における初段 MOSFET のトランスコンダクタンス g_m を大きくする方法がある g_m は $g_m \propto \sqrt{I_D W/L}$ と表される。ここで、 I_D は FET のドレイン電流、 W は FET のゲートの幅、 L は FET のゲートの長さを表している。 g_m を大きくするため、FET の L の値を小さくする、 I_D を大きくするという 2 つの手段を用いた。ALEX シリーズでは外部から与える電流値 I_{CSA} を変化させることで、CSA 内部の FET のドレイン電流 I_D を変化させることができる。 I_{CSA} を大きくするほど I_D が大きくなる。各 I_{CSA} に対して L の値を変化させ、最適な I_{CSA} と L の組合せを調べた。シミュレーション結果を以下に示す。

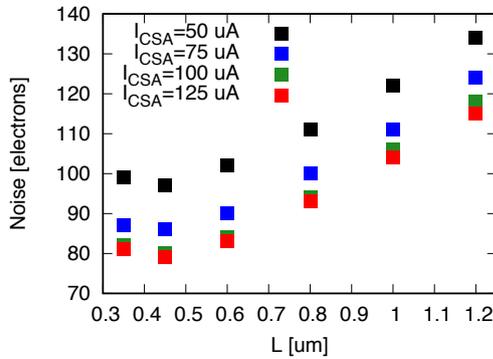


図 6: Fast 波形整形回路の L 依存性

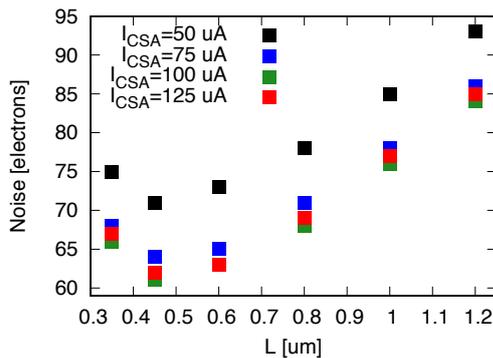


図 7: Slow 波形整形回路の L 依存性

また、 $I_{CSA} = 100 \mu A$ と $125 \mu A$ のノイズレベルを比較すると、それぞれ $1 e^-$ 程度しか変わらないため、消費電流の小さくなる $I_{CSA} = 100 \mu A$ が最適であると考えられる。 $L = 0.45 \mu m$, $I_{CSA} = 100 \mu A$ とし、波形整形の時定数を ALEX-02 と同じ (Fast: $4 \mu sec$, Slow: $5 \mu sec$) にした場合のシミュレーション結果を示す。

表 2: ALEX-02 と ALEX-03 のシミュレーション結果

	ALEX-02	ALEX-03
Fast	$76 e^-$	$67 e^-$
Slow	$65 e^-$	$56 e^-$

ALEX-02 と比べて Fast, Slow とともに $9 e^-$ ノイズが小さくなっている。しかしながら、本来であればさらに ASIC の物理レイアウトに依存した寄生容量に

起因するノイズがのるため、さらなるノイズレベルの改善が必要である。現在さらなる改善に向け、波形整形の時定数や寄生容量削減のため、ASIC の物理レイアウトの検討を行う。

5 まとめ今後の展望

金沢大学超小型衛星への搭載を目指し、広視野 X 線撮像検出器を開発している。リーク電流と静電容量の観点から、広視野 X 線撮像検出器の SSD の電極幅を $150 \mu m$ に決定した。また、信号読み出し回路の開発を行っており、ノイズが Fast 波形整形回路: $76 \rightarrow 67 e^-$, Slow 波形整形回路: $65 \rightarrow 56 e^-$ と減少したが、目標は達成しなかった。そのため、さらなるノイズレベルの改善が必要であり、波形整形の時定数や ASIC の物理レイアウトの検討を行っている。

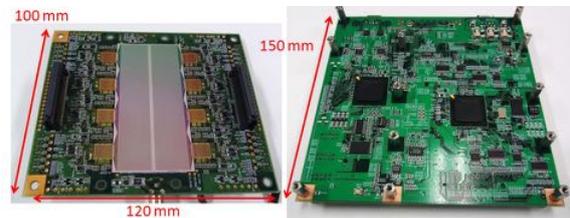


図 8: プロトモデルの回路基板。(左)SSD と ALEX が実装されたセンサー基板、(右)ALEX を駆動やデータ処理を行うインターフェース基板

また、本講演では紹介しないが、現在プロトタイプモデルの撮像実験や ALEX をコントロールするシステム、取得したデータの処理するシステム、衛星との通信システムが開発している。

Reference

B.P Abbott et al., LIGO-P1500227-v12 ,2016
 Edo, Berger. et al., Annu. Rev. Astron. Astrophys. 43-105, 2013
 Yonetoku, D. et al., SPIE 9144, 2014
 Sawano et al., UNISEC, 2016, in press
 Yoshida et al., SPIE, 2016, in press

[目次へ](#)

a13

CMB B-mode 偏光観測実験
POLEARBEAR-2 のための多重読み出
し試験

総合研究大学院大学

M1 田邊大樹

CMB B-mode 偏光観測実験 POLARBEAR-2 のための TES ボロメータ周波数多重読み出し試験

田邊 大樹 (総合研究大学院大学 高エネルギー加速器科学研究所)

Abstract

発表者が参加している POLARBEAR-2(PB-2) は、宇宙マイクロ波背景放射 (CMB) の B-mode 偏光パターンを精密観測することにより、インフレーションモデルやニュートリノ質量和をはじめとした宇宙論的パラメータに強い制限を与えることを目指す実験である。PB-2 実験では統計精度向上のために焦点面上に多数の検出器を配置しており、これらの検出器からの信号を精度良く読み出す手法として周波数分割多重化読み出し (fMUX) を採用している。ここでは、PB-2 実験に向けた fMUX の現状について紹介する。

1 POLARBEAR-2 実験の背景

宇宙が高温・高密度状態から膨張して生まれたとするビッグバン理論の妥当性は、宇宙マイクロ波背景放射 (CMB) の発見によって決定的となった。しかし標準的なビッグバン宇宙論はなおも、地平線問題・平坦性問題・磁気モノポール問題といった種々の問題点を残している。これらの問題点は、宇宙初期の膨張が指数関数的な加速膨張だったと仮定することによって解決される。このような指数関数的な膨張を仮定する宇宙論は、総称してインフレーション理論と呼ばれている。提唱されている数々のインフレーションモデルはテンソル・スカラー比 r によって特徴付けられ区別される。

インフレーション理論によれば、インフレーション初期の時空の量子ゆらぎを起源として、原始重力波が発生する。この原始重力波は宇宙の晴れ上がりの時期の温度分布に影響し、ここで最終散乱を受ける CMB に E-mode 及び B-mode と呼ばれる偏光パターンを作り出す。このうち E-mode は密度ゆらぎ (スカラー摂動) によっても生じるが、B-mode は時空のゆらぎ (テンソル摂動) によってしか生じない。従って、CMB に残る B-mode 偏光パターンの精密観測により、テンソル・スカラー比 r 、ひいてはインフレーションモデルに制限を与えることができる。現時点での観測から $r < 0.07$ (95% C.L.) (P. A. R. Ade et al. 2016) の制限を与えられているが、インフレーションモデルの淘汰には $r = 0.01$ までの感度での観

測が要求される。主なインフレーションモデルから予言される CMB B-mode の強度スペクトルと PB-2 実験の実験感度を図 1 に示す。

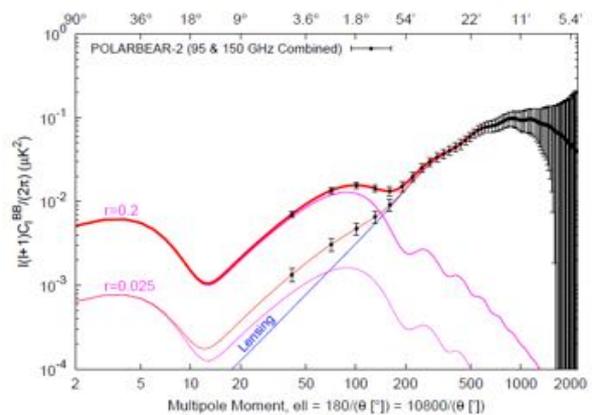


図 1: 主なインフレーションモデルから予言される CMB B-mode と POLARBEAR-2 の実験感度のパワースペクトル。横軸は角度スケールの逆数 (multipole moment)。

さらに、宇宙の大規模構造 (銀河、銀河団) に由来する重力レンズ効果により、E-mode から B-mode が生成されることが報告されている。この重力レンズ効果は原始重力波に比べて小スケールで現れる。これを測定することによりニュートリノ質量和に対して制限を与えることが期待されている。しかし原始重力波由来の B-mode と重力レンズ由来の B-mode とは精度良く区別される必要がある。

以上のような背景に基づき、世界最高レベルの CMB 偏光測定感度を達成することを目指すのが PB-2 実験である。

2 POLARBEAR-2 実験の概要

PB-2 に先立つ CMB 偏光観測実験として、2012 年よりチリ・アタカマ高地にて観測が行われている POLARBEAR (PB) 実験がある。これは 8 ヶ国の大学・研究機関から約 100 人の研究者が参加する国際協力実験であり、直径 4m 強の主鏡と 1,274 個の超伝導 Transition Edge Sensor (TES) ボロメータによって 150GHz の周波数帯を観測し、現在その観測データの解析が進んでいる (図 2)。

PB-2 は PB を発展させた実験であり、大別して以下の 2 点の改良が加えられている。

(1) 超伝導 TES ボロメータを焦点面上に 7,588 個配置する。

(2) 90GHz と 150GHz の 2 周波数帯で同時測定を行う。

CMB の周波数は $\sim 150\text{GHz}$ を中心としており、B-mode の強度は数十 nK と極めて小さい。これを低ノイズで増幅するために TES ボロメータを用いる。しかし大気中の酸素分子や水蒸気からの輻射、また光子の統計的ゆらぎにより、1 個の検出器による測定の統計精度は制限される。そこで統計精度を向上させるため、焦点面上に 7,588 個の TES ボロメータを配置する。これは現在までに稼働しているどの CMB 観測実験よりも多い。多数の検出器の配置に伴い、焦点面及び光学系が大型化しており、これらを 4K 以下に冷却する技術も開発されている。焦点面の完成予想図を図 3 に示す。

また、CMB 以後に誕生した天体からのマイクロ波 (前景放射) の強度は周波数に大きく依存するため、95GHz と 150GHz の 2 つの周波数帯で同時測定を行うことにより前景放射の影響を低減することができる。さらに、 $25 \lesssim l \lesssim 2500$ の広い角度スケールを観測することにより、大スケールに現れる原始重力波由来の B-mode と小スケールに現れる重力レンズ由来の B-mode の両方を観測できると期待されている。

PB-2 はインフレーションモデルに対しては

$r < 0.01(95\% \text{C.L.})$ 、ニュートリノ質量和に対しては $\sum m_\nu < 90\text{MeV}(95\% \text{C.L.})$ の制限を与えることを目指している。



図 2: チリ・アタカマ高地に設置された POLARBEAR 望遠鏡。

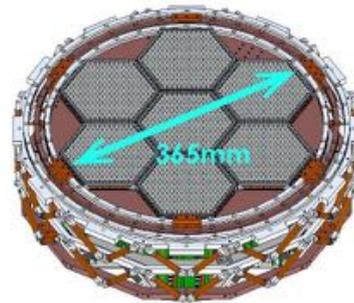


図 3: PB-2 望遠鏡の焦点面。

3 TES ボロメータ周波数多重化読み出し

CMB B-mode の信号は高周波・低強度であるが、高周波信号を低ノイズで増幅することは困難である。そこで、電気信号を一旦熱化する超伝導 TES ボロメータを用いる。TES ボロメータはバイアス電流と冷却とのバランスにより超伝導転移点付近に保たれている。このとき、アンテナからのパワーの変化により TES ボロメータの温度が変化すると、その抵抗値は急激に変化し、電流値が増減する。

多数の検出器から信号を読み出す際、それぞれの検

出器に読み出し線を接続すると配線上の困難が伴い、また読み出し線から検出器へ熱が流入する。超伝導 TES ボロメータは 250mK の極低温で動作するため、熱の流入は深刻なノイズ源となる。このため、PB-2 では周波数多重化読み出し (fMUX) を採用している。これは各検出器チャンネルに異なる周波数帯を割り当てて信号を変調させることで信号の足し合わせを可能にし、一本の信号線から複数のチャンネルを読み出す手法である (M. A. Dobbs et al. 2012)。TES ボロメータに LC フィルターを直列に繋ぎ、LC フィルターの共振周波数をチャンネルに割り当てる変調周波数とする。複数のチャンネルから合流した信号は超伝導量子干渉デバイス (Superconducting Quantum Interference Device, SQUID) で増幅され、最終的に SQUID のコントロールを行う Ice Board と呼ばれる基板で読み出される。

PB-2 では各検出器に 1~4.5MHz の周波数帯を区切って割り当て、40 チャンネルを 1 枚の SQUID で読み出す計画である。図 4 に PB-2 読み出し系の概略を示す。これまで 40 チャンネルの TES ボロメータ読み出し試験自体は行われていたものの (K. Hattori et al. 2016)、TES ボロメータに光を入射させての試験は未だ為されていない。発表者の参加する KEK CMB グループでは、光学系と接続しての多チャンネル TES ボロメータ読み出し試験を進めている。

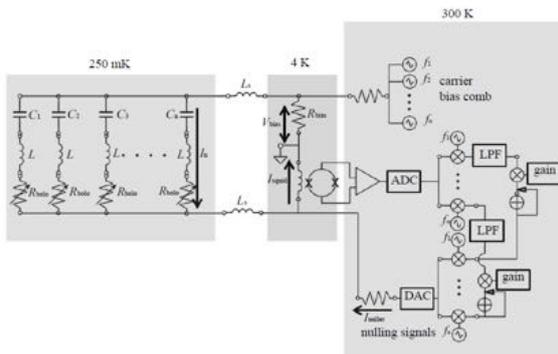


図 4: PB-2 読み出し系の概略。TES ボロメータは 250mK に、SQUID は 4K に冷却される。(K. Hattori et al. 2014)

4 読み出し試験

TES ボロメータ読み出し試験は次のような手順で行われる。

- (1) SQUID の動作点の設定。
- (2) TES の導通の確認。
- (3) 電流-電圧特性の測定。

SQUID はフラックスバイアス (図 4 の nulling signals に相当) 及びカレントバイアス (図 4 の carrier bias comb からの電流に相当) という 2 つの入力電流によってバイアスされており、これらの入力によって増幅率が変化する。その様子を図 5 に示す。最初にフラックスバイアスを変化させて山と谷の差が最大となるピークを探し、次にカレントバイアスを変化させてそのピークを増幅率が最大となる電流値を探す。そして、そのカレントバイアスを固定し、曲線の傾きが最大となるフラックスバイアスを SQUID の動作点とする。例えば図 5 の場合では、カレントバイアスとして 1.6V、フラックスバイアスとして 0.65V 付近を動作点として選ぶ。

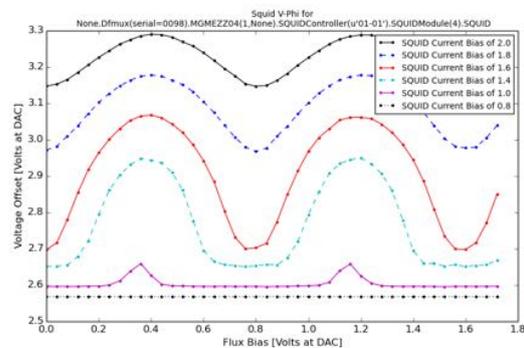


図 5: SQUID の増幅率の変化。山と谷の差が最大となるピークの、曲線の傾きが最大となる点を動作点とする。

次に TES の導通を確認する。一定の強度の信号を、周波数を変化させながら TES に流す。周波数空間上に LC フィルターの共振周波数を中心として鋭いピークが立つことによって、TES が断線していないことが確認できる。その様子を図 6 に示す。

導通が確認できた TES について、過剰な電圧バイアスをかけて常伝導状態にする。その状態から電圧バイアスを徐々に低下させ、超伝導状態へ転移する

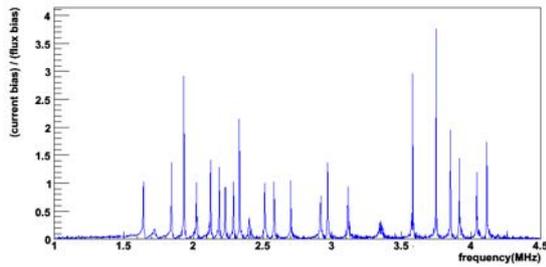


図 6: 周波数空間上に 22 個の TES の共振周波数のピークが立っている様子。

ことを確認する。超伝導状態への転移が始まると電流は急激に増加するが、完全に転移してからは再び減少に転じる。22 個の TES を同時に読み出した時の様子を図 7 及び図 8 に示す。超伝導状態へ転移している最中の電圧を TES の動作点として選ぶ。このように選ぶことで、僅かな温度の変化でも抵抗値が大きく変動し、電流の増減が負のフィードバックとして働き TES が安定して動作するからである。

5 展望

上述のように、KEK CMB グループでは光学系と接続した状態で 22 個の TES ボロメータの読み出しに成功している。今後の課題として、実際の実験と同じ 40ch/SQUID の読み出し試験、及びその読み出しに伴う誤差の評価が要求されている。

Reference

- M. A. Dobbs et al. 2012, arXiv:1112.4215v2
- P. A. R. Ade et al. 2016, arXiv:1510.09217v2
- K. Hattori et al. 2014, Proc. SPIE 9153, 91531B
- K. Hattori et al. 2016, J Low Temp Phys 184: 512.

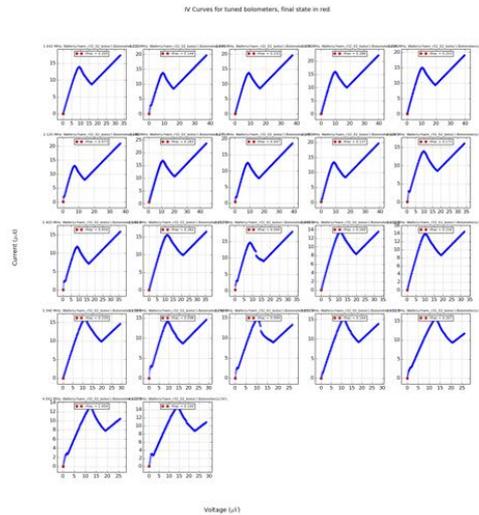


図 7: 22 個の TES の超伝導転移の様子。横軸に電圧、縦軸に電流をとる。左上から、共振周波数の小さい順に並べる。rfrac は測定終了時の抵抗値と測定開始時の抵抗値の比。

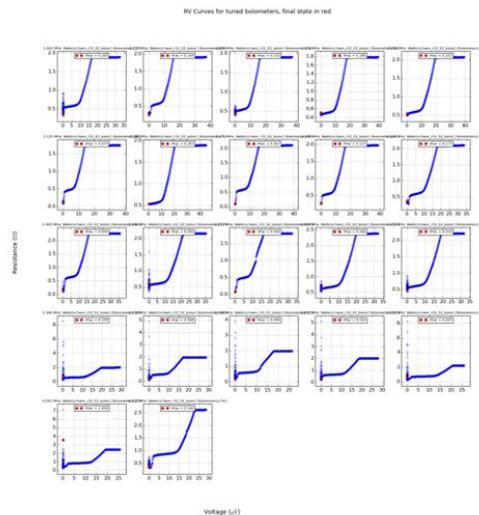


図 8: 22 個の TES の超伝導転移の様子。横軸に電圧、縦軸に抵抗値をとる。左上から、共振周波数の小さい順に並べる。rfrac は測定終了時の抵抗値と測定開始時の抵抗値の比。

[目次へ](#)

a14

大型自由形状光学素子の表面計測を可
能にする小型干渉計

京都大学

M1 今西萌仁加

大型自由形状光学素子の表面計測を可能にする小型干渉計

今西 萌仁加 (京都大学大学院 宇宙物理学教室)

Abstract

望遠鏡の建設において鏡など光学素子の表面計測は不可欠である。従来ではその手法として干渉計が広く用いられてきている。しかし、その原理的な制約から望遠鏡の大型化・多様化に際しての問題点として、1) 個々の被検面に即した基準光学系が必要で実質的に凸面は計測不可能、2) 計測装置の巨大化、3) 空気乱流や振動など測定環境、が考えられる。そこで、我々は分割計測とデータステッチングを用いて以上の問題を解決する大型自由曲面の計測方法を考案した。これは、手のひらサイズの小型干渉計を用いて計測面を複数に分割し、それぞれのデータをなめらかにつなげる手法である。この方法によって、1) 狭い視野内において曲率一定であると近似することで廉価な基準光学系で実現可能、2) 計測装置の小型化、3) 光路差短縮による空気乱流や振動の影響の軽減、となる。本研究では以上の点を満たす干渉計の開発と測定精度実験を行った。実際に製作したフィゾー干渉計で、面精度 P-V が $\lambda/20$ の参照面と $\lambda/10$ の被検面を用いて 3 つの位相の干渉縞を取得し、3 ステップ法のアルゴリズムに基づいて表面形状を解析した。得られた結果は P-V で $\lambda/2$ という値であった。これは要求する精度の $\lambda/10$ を下回る値であるが、光学素子のアライメント誤差に由来しているため改善可能である。今後はデータステッチングとの併用や走査方法の考察に取り組む。

1 背景

1.1 鏡計測の概要

近年口径が優に数十メートルを超えるような望遠鏡の建造が盛んになっており、超巨大望遠鏡乱立時代が到来しているといえる。この望遠鏡の巨大化に伴う鏡の分割化も相まって、数十～百種類ほどの表面形状の分割鏡がひとつの大きな鏡を構成しなければならない。また、望遠鏡の形式によっては凹面、凸面、平面の鏡が含まれている場合もある。一方、良い像を得られる望遠鏡のためには鏡が理想の表面形状をしていることが重要であり、そうした鏡をそれぞれ製造するには求める精度で測定が可能な計測装置が必要である。

一般に、計測装置としては最も高精度な手法である干渉計が用いられている。しかし、従来の方法では各々の形状に固有の基準光学系や干渉計が必要であることや実質的に凸面形状の測定が不可能であることが難点にあげられる。そこで、凸面も含めた任意の形状を測定できるような干渉計の開発に着手した。この自由形状を高精度で測定可能な計測装置の開発が進めば、巨大望遠鏡の製作効率が上がるだけでな

く、天文学の分野以外への応用も十分期待される。

1.2 干渉計の原理

ここで、干渉計の原理について簡単に述べておく。干渉計とは、光の波動の性質を利用した数十分の一の波長程度の精度をもつ計測装置である。図 (1) のフィゾー干渉計の光路図を例にとる。光源から出射した球面波はコリメータによって平行光に変換される。その後、求めたい精度の形状をもっている基準光学系 (ここでは参照平面の裏面) から反射した参照波面と、測定したい検査面から反射した検査波面とが干渉する。つまり、検査面からの反射光が計測装置内に集光するためには、凹面又は平面でなければならないことと、検査面の曲率半径程度の空間を要することがわかる。干渉した結果の例として図 (2) をあげる。

このとき干渉縞のある場所での強度は以下のように表せる。

$$I(x, y) = I' + I'' \cos(\phi(x, y) + \delta) \quad (1)$$

I' は平均強度、 I'' はコントラスト、 δ は位相変位、 $\phi(x, y)$ は参照波面と検査波面の位相差で、参照面と検

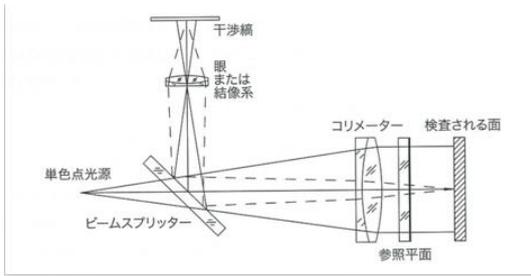


図 1: フィゾー干渉計の模式的な配置

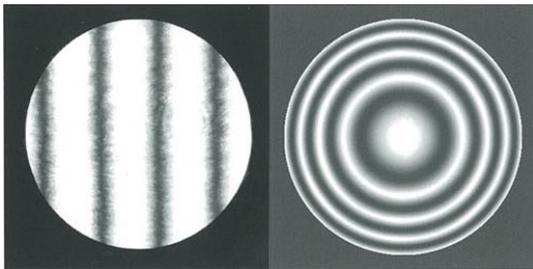


図 2: 干渉縞の例 (左:平面・ティルト成分のみ、右:球面成分をもった面)

査面との光路差 $h(x, y)$ を用いて $\phi(x, y) = \frac{2\pi}{\lambda}h(x, y)$ と表せる。つまり、検査面の参照面からの縦方向の形状のずれが干渉縞として観測できるのである。しかし、この干渉縞 1 枚の画像では凹凸が判別できないため、位相シフト δ を一定量ずらした複数の画像を用いて解析する必要がある。この解析方法については次節で簡単に説明する。

また、(1) 式と、光路差と位相差の関係式より、参照面と検査面の形状が波長程度以上の段差があると計測不能となる。このことから、基準光学系は要請する形状をしている必要がある。

以上の原理より、望遠鏡の大型化・多様化に際して、1) 個々の被検面に即した基準光学系が必要で実質的に凸面は計測不可能、2) 計測装置の巨大化、3) 空気乱流や振動など測定環境に対する弱さという問題点がわかる。

1.3 3 ステップ法と位相接続

3 ステップ法とは、干渉計のデータ解析法で最も位相シフト数の少ないシンプルな手法である。位相シ

フトがそれぞれ $\delta = -\alpha, 0, \alpha$ であるデータ I_1, I_2, I_3 を用いると以下の計算によって、(1) 式における ϕ のみの情報を取り出すことができる。

$$\phi(x, y) = \tan^{-1} \left\{ \left[\frac{1 - \cos\alpha}{\sin\alpha} \right] \frac{I_1 - I_3}{2I_2 - I_1 - I_3} \right\} \quad (2)$$

さらに、(2) 式のままでは値に上限値と下限値が存在するので、検査面はある程度なめらかであると仮定して図 3 のように接続する必要がある。

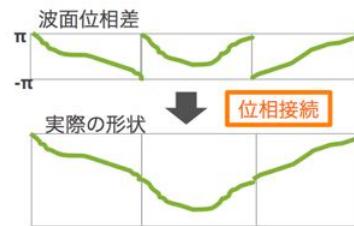


図 3: 位相接続

このようにして得られたデータを表面形状として考察していく。

2 サブアパーチャー法による解決方法

自由形状の表面を干渉計で計測するためにサブアパーチャー法によるアプローチを採用した。これは計測装置と計測面を分割し、のちになめらかにデータをつなげる手法である。ひとつの鏡面を数個の計測面で分割する手法はこれまでもとられてきたが、今回は図 4 のようにさらに装置を計測面に近接させてこれを 4 万個に細分化した。このことによって、計測視野内がほぼ曲率一定とみなすことができ基準光学系が廉価なもので済むだけでなく、凸面も十分計測可能となる。また、計測装置を数十センチ程度まで小型化でき、かつ光路を大幅に短縮できることで乱流や振動などの環境のノイズへの耐性が高まることもメリットとなる。

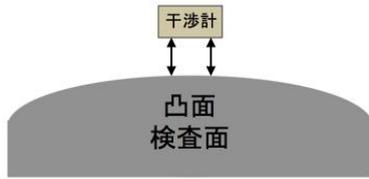


図 4: サブアパーチャー法の模式図

3 小型干渉計

今回設計した小型干渉計の仕様を以下にあげる。

表 1: 小型干渉計の仕様

全長	mm
計測視野	ϕ 30 mm
横解像度	0.15 mm
参照面精度	$\lambda/20$
検査面精度	$\lambda/10$

検査面 1 m^2 に対して計測視野を $\phi 30 \text{ mm}$ まで小さくすることによって全体の大きさを 500 mm まで小型化した。これにより、従来では光路長が数~数十メートルであったのに比べて 1000 mm 程度まで短縮され、振動など環境によるノイズの影響が軽減するため、装置の走査運動に強くなる。

また次節で述べるように、まずこの干渉計の計測精度を見積もりたいので、参照面と検査面ともにあらかじめ面精度のわかっている平面基板を用いた。

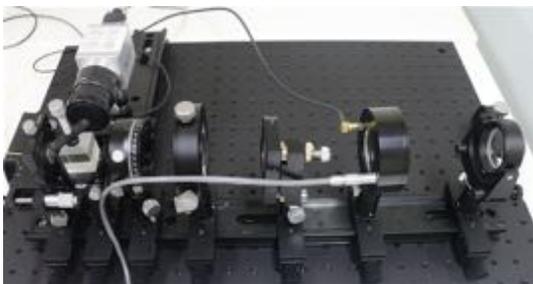


図 5: 実際の小型干渉計

4 計測精度実験

この実験の目的は製作した干渉計の計測精度を測定することである。今回3ステップ法において $\alpha = \pi/3$ としてそれぞれ15ミリ秒以内に取得した20枚のデータの平均と、(2)式により位相の情報に変換したデータを以下に示す。

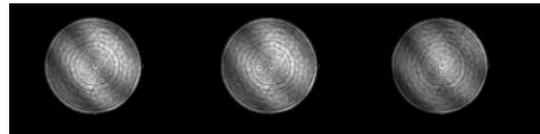


図 6: 位相シフトの異なる3つのデータの20枚平均。左から $\delta = -\pi/3, 0, \pi/3$

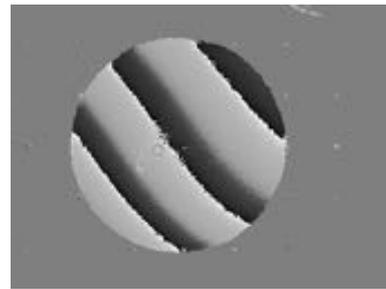


図 7: 3位相のデータを結合した ϕ のデータ

この図(7)データの中心を水平に切り取り、位相接続をした。さらに位相接続した表面形状データを理想形状である直線でフィッティングし、その差を図(8)に示す。

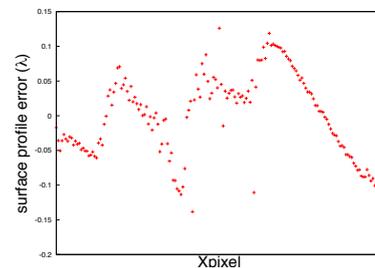


図 8: 計測した形状と理想形状との差

このとき、最大値と最小値の差、つまり P-V 値は $\lambda/4$ 、RMS は $\lambda/16$ となった。

5 性能評価

本実験で使用した検査面の精度は P-V が $\lambda/10$ であり、これに比べて今回の実験値は下回っているため、干渉計由来の誤差が $\sqrt{(\frac{\lambda}{4})^2 - (\frac{\lambda}{10})^2} \sim 0.23\lambda$ のついていると考えられる。しかし、図 (8) に見られるような正弦形状の誤差は、以下の位相シフト誤差や光量揺らぎによる形状変化のシミュレーションで説明できる。

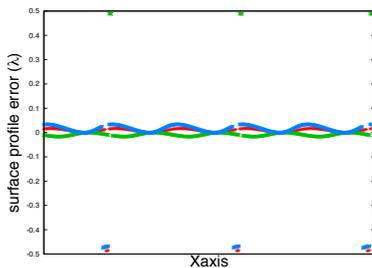


図 9: 位相シフト α の誤差による形状変化。赤、緑、青が順に理想の位相シフトから $\pi/10$, $-\pi/10$, $\pi/5$ ずれたときの誤差となる。

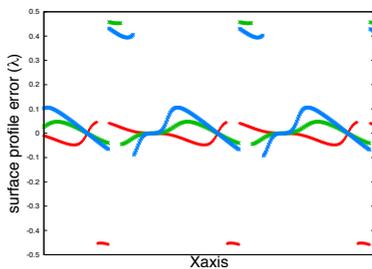


図 10: 光量ゆらぎ (I' や I'') による形状変化。赤、緑、青が順にある位相データの光量が他のものと比べて 0.5 倍、2 倍、5 倍となったときの誤差となる。

よって、以上のような誤差やゆらぎが無視できるように実験環境を改善することで計測精度向上は十分可能である。

6 今後の課題

今後の課題としては大きくわけて、1) 実験環境の改善、2) ステッチングとの併用による効果検証、3) 加工機への取り付けの検討、の 3 つである。

まずは前節で述べたように、さらなる計測精度向上のための環境を再考察し改善することである。これは、主にデータ取得と位相変位素子との同期システムを構築することで実現可能であることがわかっている。

小型干渉計の計測精度が確立したのちには、大量のデータをなめらかにつなぎあわせるためのステッチングを行わなければならない。このステッチングを適用した際の効果を検証する必要がある。

最後に、大型自由形状計測装置を運用するにあたって、現在、京大岡山 3.8m 望遠鏡の副鏡でのテストを検討している。その際に、鏡の研磨加工をしているロボットアームへ取り付けの走査をするという案がある。この案が実現可能かどうかその仕様を考察する。

7 参考文献

Optical Shop Testing(1)

Reference

- [1] Daniel Malacara, Third Edition, John Wiley & Sons, Inc.

[目次へ](#)

a15

超伝導遷移端検出器の弱結合の理解へ
向けた臨界電流測定
首都大学東京
M1 北澤誠一

超伝導遷移端検出器の弱結合の理解へ向けた臨界電流測定

北澤 誠一 (首都大学東京大学院 理工学研究科)

Abstract

我々は、小型 X 線衛星 DIOS (Diffuse Intergalactic Oxygen Surveyor) への搭載に向けた、次世代 X 線検出器である超伝導遷移端温度計 (Transition Edge Sensor = TES) 型マイクロカロリメータの開発を行っている。近年の研究で、超伝導体-常伝導体の 2 層構造を用いた TES において弱結合的振る舞いを示すケース (配線間の超伝導電子による巨視的な波動関数の干渉効果) があることがわかった。そこで、このような弱結合的振る舞いが我々の TES でも現れるかについて検証することにした。弱結合による臨界電流の磁場依存性を調べるため、TES に 0.01 程度の精度で磁場をかける実験系を構築したいと考えているが、そのためには地磁気を遮蔽しなければならない。なので、冷凍機に磁気シールドを新たに導入し、地磁気を防ぐことにした。まずはじめに、磁気シールドによる TES の臨界電流の変化と、Al 超伝導磁気シールドの転移温度を調べた。その結果、TES の転移温度は 4K シールドの入れ替え前と比べ 40mK ほど低くなり、Al 超伝導磁気シールドの転移温度は 1.13K 程であった。

1 Introduction

TES 型カロリメータは Ti と Au の 2 層薄膜で構成される。50mK 程度の極低温で動作させ、超電導から常伝導への 2 次の相転移に伴う物理量 (抵抗値) の飛びを活用した超高感度の温度計であり、エネルギー分解能は 6.4keV で約 2eV の精度で測定が実現できる。近年の TES の多素子化の研究が進んだことにより、巨視的な波動関数が配線や TES に存在しており、それらが内部や外部の電磁場との干渉により、予測が困難な挙動を引き起こすことが分かってきた。

2 TES の弱結合による効果

弱結合とは 2 つの超伝導体の間にきわめて薄い絶縁体のような "障壁" が存在する状態である。超伝導状態はミクロナ電子対の位相が完全に揃った状態として記述されるが、弱結合状態にある 2 つの超伝導体は位相差を揃えることで、1 つの超伝導体として振舞おうとする。このとき図 1 のように位相差の分だけ電圧が無くとも電流が流れる。これをジョセフソン効果といい、弱結合があるときの特徴的な現象として知られている。



図 1: 絶縁体などの障壁が極めて薄い時、ジョセフソン効果により超伝導間に電流が流れる。この時の電流をジョセフソン電流という。

3 ジョセフソン効果と磁場の関係

トンネル効果を無視した場合について、ジョセフソン効果による磁場の効果を考える。 x 軸に垂直にトンネル結合があり、この結合の厚さが d であるとす。この y 軸方向の長さが Y 、 z 軸方向の長さが Z であるとし、この接合に外部から一様磁場 B を z 方向に印加した場合のトンネル電流の様子を見る。

トンネル電流の作る磁場を無視したとき、ベクトルポテンシャル A は、この場合 y 方向成分しかもないから、

$$A = A_y \quad \text{かつ} \quad B_z = \frac{dA_x}{dx} \quad (1)$$

とできる。このとき、ギンスブルク・ランダウ方

程式より、

$$J = j_0(\text{drad}\theta \frac{2\pi A}{\Phi_0}) \quad (2)$$

で表される A が y 方向成分しかもたないこと、および強い超伝導体を流れる遮蔽電流も y 方向にあるから、2つの強い超伝導体の位相 θ はやはり y だけの関数となる。強い超伝導体の位相を計算するには、 x 方向に十分大きな場所、ここでは超伝導体内部で考える。その場合、 $J = 0$ 、 $B = 0$ であるから、 $A_y = 1$ または $A_y = A_2$ となり、

$$\theta_1(y) = \theta_1(0) + \frac{2\pi}{\Phi_0} A_1 y \quad , \quad \theta_2(y) = \theta_2(0) + \frac{2\pi}{\Phi_0} A_2 y \quad (3)$$

従って、接合をまたぐ電流密度 $J_x(y)$ は

$$J_x(y) = J_0 \sin[\gamma_0 + \frac{2\pi}{\Phi_0} (A_2 - A_1)y] \quad (4)$$

となる。ここで、積分区間 C を $y = 0, y = y$ およびこれらをつなぐ強い超伝導体内部としてストークスの定理を用いると、

$$\oint_C A dr = (A_1 - A_2)y = \phi(y) \quad (5)$$

なので、式 (4) は

$$J_x(y) = J_0 \sin[\gamma_0 + \frac{2\pi\phi(y)}{\Phi_0}] \quad (6)$$

とかける。ここで、 $\phi(y)$ は C と交鎖する磁束で、 $\phi(y) = B_z(2\lambda + d)y$ で与えられる。式 (6) は、 y 方向に電流が周期的に正負に変化していることを示している。接合を流れる電流は、式 (6) を y, z 方向に積分して、

$$I = \int_0^Z \int_0^Y J_x(y) dz dy = ZY J_0 \sin[\gamma(0) + \frac{\pi\Phi}{\Phi_0}] \frac{\sin \frac{\pi\Phi}{\Phi_0}}{\frac{\pi\Phi}{\Phi_0}} \quad (7)$$

ここで、 Φ は接合を通る全磁束である。外部電源の電流に応じて $\gamma(0)$ が変わるが、 \sin 関数は 1 を超えない。よってその最大電流は、 $\gamma(0) = \pi(\pm\frac{1}{2} - \frac{\Phi}{\Phi_0})$ のとき、

$$I_{x \max} = I_0 \left| \frac{\sin \frac{\pi\Phi}{\Phi_0}}{\frac{\pi\Phi}{\Phi_0}} \right| \quad (8)$$

で与えられる。ここで、 $I_0 = ZY J_0$ である。

先行研究 [2] において、カロリメータに様な磁場をかけ、印加磁場 B による臨界電流 I_c の依存性を測定したときの弱結合的振る舞いを図 2 に示す。

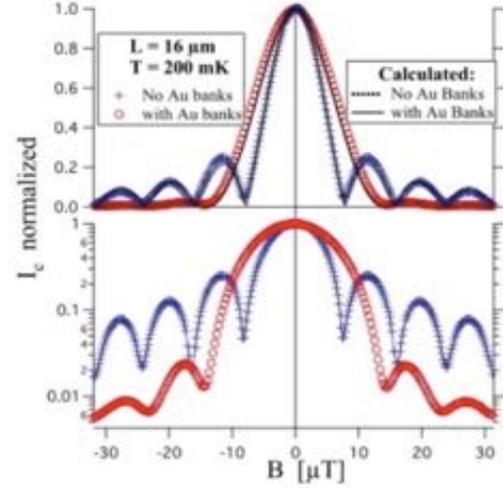


図 2: Edge に沿った Au banks のない $L=16 \mu\text{m}$ の正方形を測定した、印加磁界 B と臨界電流 I_c [2]。

4 TES の臨界電流と磁場依存性

TES にもこのような臨界電流の磁場依存性が見られれば、TES の弱結合の存在証明になる。そのため我々は TES 物理の解明に向けて、自作した TES を様々な外的環境に置いて、超電導特性を測定するセットアップの構築を行っている。TES に 0.01G 程度の精度で可変できる磁場をかけ測定を行う計画であるが、この磁場は地磁気 (約 0.45G) よりも小さい為、地磁気を遮蔽する必要がある。現在、我々が使用している無冷媒希釈冷凍機で用いられているシールドは、主に無酸素銅で出来ており、比透磁率が 1 程度であり地磁気の遮蔽がほぼできていない。そこでその中の 4K シールドに、新たに Ni と Mo と Fe の合金で出来ている CRYOPYH というシールドを無酸素銅の代わりに用いると、比透磁率が 70000 である為、シールド内の地磁気を 1/33 程まで遮蔽できる。また、超電導磁気シールドを用いても地磁気を遮蔽でき、100mK シールドに Al 磁気シールドを用いると 1/25 程度まで遮蔽できると予測できる。実験の順序としては、まず初めに 2つの磁気シールドを冷凍機に導入し、TES への転移温度の影響などを調べ、次にコイルを用いて TES に磁場をかけて臨界電流の磁場特性を検証する。

今回の研究では、まず、4K シールドを CRYOPHY

に付け替えて、TES の転移温度 T_c の変化を見る実験を行った。実験で用いた TES は、転移温度がわかっている TMU441 と呼ばれる TES を用いた。TMU441 は、以前無酸素銅シールドを用いたときの実験では $T_c = 300\text{mK}$ であった。CRYOPHY を用いた実験での TMU441 の T_c の測定結果を図 3 を示す。

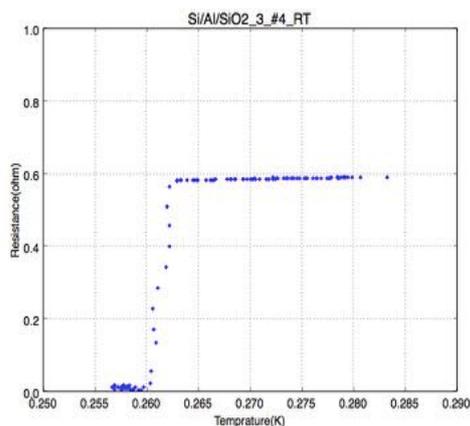


図 3: TMU441 の温度 T vs. 抵抗 R プロット

図 3 より、CRYOPHY を用いた場合、TMU441 の転移温度は 260mK 程度であることがわかった。予測では、地磁気による磁場の影響がなくなるため、無酸素銅シールドを用いたときより転移温度は高くなるとされていたが、結果は逆に 40mK ほど低くなってしまった。原因としては、誤差であるか、もしくは別の要因で転移温度が高くなってしまったことが考えられる。

次に、Al 超伝導シールドの転移温度測定を行った。測定結果を図 4 に示す。

図 4 より、Al 超伝導シールドの転移温度は 1.13K ほどと思われるが、これは Al ボンディングワイヤーの転移の可能性がある。図 4 を注意深く見ると、1.13K 付近のプロットが 2 段になっているようにも見えるが、これが、シールドとワイヤの転移に分けて見えているとの考え方もできる。もしシールドが転移していなければ、常伝導の抵抗値はワイヤーの抵抗値になるはずである。したがって、まずボンディングワイヤーの転移温度を見積もり、結果と比較する必要がある。

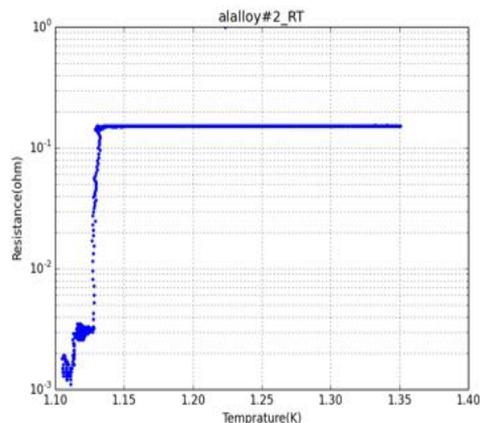


図 4: Al 超伝導シールドの臨界電流測定

5 まとめ

冷凍機の 4K シールドに CRYOPHY を用いると、TES の転移温度が高くなってしまい、この理由はまだはっきりとはしていない。Al 超伝導シールドは、転移温度は 1.13K と思われるが、ボンディングワイヤーとの区別がつきにくいため、ワイヤーの転移温度を見積り、再度解析が必要である。

今後は、CRYOPHY と Al 超伝導シールドを同時に用いて TES の転移温度を測定し、また、冷却実験中に TES に磁場をかける実験系の構築を行う予定である。

Acknowledgement

実験を共に行っていただいた先生、学生の皆様のご協力に感謝いたします。

Reference

- [1] 細矢 祥平 2016, 卒業論文, 首都大学東京
- [2] John E. Sadleir, et al. 2011, Cornell University
- [3] 松葉博則 1997, 東京電機大学出版局
- [4] 加藤 優花 2015, 卒業論文, 首都大学東京

[目次へ](#)

a16

近赤外線分光カメラ SWIMS の低温光学
系結像評価
東京大学
M1 大橋宗史

近赤外線分光カメラ SWIMS の低温光学系結像評価

大橋 宗史 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

我々が開発している TAO6.5 m 望遠鏡の第 1 期近赤外線観測装置 SWIMS は波長 0.9-2.5 μm において、2 色同時広視野撮像と、波長分解能 $R \sim 1000$ の多天体同時分光または広視野面分光という 2 つの特長を有する。SWIMS は屈折系で再結像光学系を組んでおり、その全長は 1470mm である。近赤外線の装置であるため、光学系全体を 100K 以下に冷却することでカメラ本体からの黒体放射を抑える必要がある。光学系はその温度が 65K に最適化されて設計しているが、実際に製造を行い、組み立て冷却試験を行った結果、熱流入量が設計値より大きく、光学系の最低到達温度が 100K 程度となることが明らかになった。

実際にピンホールを用いた冷却結像試験を 100K で行ったところ、結像位置が 0.6mm ずれていることが分かった。そこで光学系の温度変化を考慮した上で光線追跡を 65K \sim 100K でシミュレートしたところ、結像位置が $\sim 0.03\text{mm/K}$ で変化するという結果が得られた。本研究では、光線追跡による SWIMS 光学系の焦点位置の温度依存性の評価と、実際に 90K \sim 110K で結像試験を行って結像位置の温度変化および結像性能を検証した結果を報告する。

1 Introduction

宇宙における多様な現象を取り扱うためには様々な波長での観測が不可欠であるが、中でも近赤外線は、ダストに覆われた星形成領域や赤方偏移の大きな遠方銀河などの観測研究において重要な波長域である。しかしながら、地上においては地球大気による吸収のために観測は容易ではない。そこで、東京大学天文学教育研究センターでは、南米チリ共和国アタカマ高地のチャントール山頂に 6.5 m 赤外線望遠鏡を建設する TAO(The University of Tokyo Atacama Observatory) 計画を推進している。TAO サイトは天文台として世界最高標高 (5640 m) にあり、水蒸気量が少ないので近赤外線の波長域における透過率が高いという特長がある (図 1)。これにより連続的な大気の窓が得られ、他サイトでは困難な Pa 輝線 (波長 1.875 μm) の地上観測も可能となる。優れた大気透過率という TAO サイトの強みを活かした科学的観測を行うための第 1 期装置として、我々は近赤外線 2 色同時多天体分光撮像装置 SWIMS (Simultaneous color Wide-field Infrared Multi-object Spectrograph) を開発中である。

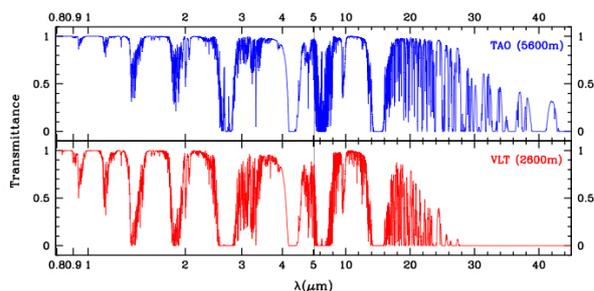


図 1: TAO サイトと VLT サイトの大気透過率の比較。TAO サイトでは波長 2.5 μm 以下で連続的な大気の窓が得られる。

一方で常温の物体からも近赤外線で強い黒体放射があるため、観測の際にはカメラの光学系全体を 100K 以下に冷却することでカメラ本体からの黒体放射を抑える必要がある。SWIMS の光学系はその温度が 65K に最適化されて設計している。しかしながら実際に製造を行い、組み立て冷却試験を行った結果、冷却システムの冷却能力が設計値よりも低く、到達温度が高くなる可能性があることが明らかになってきた。

そこで問題となるのが光学系の温度変化による結

表 1: 光線追跡で得られた、80K と 100K での 65K からの焦点位置のずれ。

波長	0.9-1.4 μm		1.4-2.5 μm	
温度	80K	100K	80K	100K
鏡筒膨張	-0.04mm	-0.12mm	-0.02mm	-0.07mm
レンズ膨張	+0.16mm	+0.26mm	+0.10mm	+0.20mm
屈折率変化	+0.29mm	+0.69mm	+0.33mm	+0.73mm
合計	+0.43mm	+0.92mm	+0.34mm	+0.81mm

像性能の変動である。レンズの屈折率の温度依存性および光学系の温度収縮のために焦点位置がずれ、検出器の位置調整が必要になると予想される。ここでは、光学系の温度変化を考慮した上で光線追跡を 65K, 80K, 100K でシミュレートし、SWIMS の結像性能の温度依存性の評価をするとともに、実温度で検証した結果を報告する。

2 Ray tracing

図 2 に示したように、SWIMS の光学系は望遠鏡からの光をコリメートし、そこにダイクロイックミラーを挿入することで 0.9-1.4 μm および 1.4-2.5 μm の 2 波長帯を同時に分光・撮像することができる。光学系は熔融石英、CaF₂、BaF₂、ZnSe の 13 枚のレンズで構成され、鏡筒はアルミ合金 (A6061-T6) である。この光学および機械設計をもとに、その結像性能の温度変化を光線追跡でシミュレートした。その際、アルミ合金の 65K での線膨張係数の値は $\sim 1 \times 10^{-5} [\text{K}]$ を用いた。また各レンズの 65K での線膨張係数は、アルミ合金と同様に常温での値の 30% に鈍化すると仮定した。屈折率については、65K、80K、293K での屈折率から、屈折率変化が温度の 2 次関数で表せると仮定することで 0.9-2.5 μm まで 0.1 μm 間隔で 100K での屈折率を求め、間の波長での屈折率は Sellmeier の分散式

$$n(\lambda) = 1 + \frac{B_1\lambda^2}{\lambda^2 - C_1} + \frac{B_2\lambda^2}{\lambda^2 - C_2} + \frac{B_3\lambda^2}{\lambda^2 - C_3} \quad (1)$$

で補間をした。

以上のことを考慮して光線追跡を行った結果、鏡筒膨張、レンズ膨張、レンズの屈折率の温度依存性

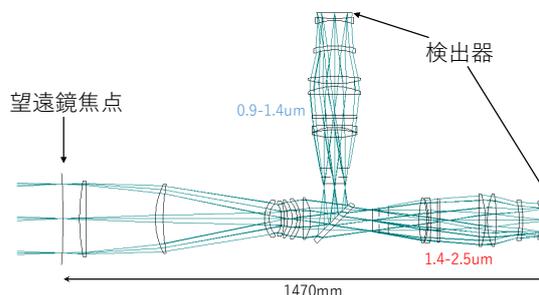


図 2: SWIMS の光学系

が、検出器位置での焦点位置に与える影響は表 1 のように求められた。各数値は検出器側での結像位置のずれを表し、その座標系は図 3 の x のように定義する。なお、合計のずれとは 3 つ全ての影響を考慮して光線追跡をした場合のずれであり、単純に 3 項目の合計にはなっていないことに注意してほしい。SWIMS の焦点深度は約 0.1mm であることから、この位置ずれは大きな問題となるのがわかる。一方で、結像しなくなるなどの、焦点ずれ以外の結像性能には大きな問題がないことが確認された。

また、表 2 に示したように、1K あたりの焦点位置のずれは約 0.03mm であり、焦点深度での結像を維持するためには光学系の温度を最適温度から $\pm 2\text{K}$ 以内に維持しなければならないことも分かった。一方で実際に観測される星像は地球大気の揺らぎのために点源ではなく数 pixel 程度の大きさを持って観測されるため、結像維持のための温度条件は緩和されると期待される。

3 Focus test

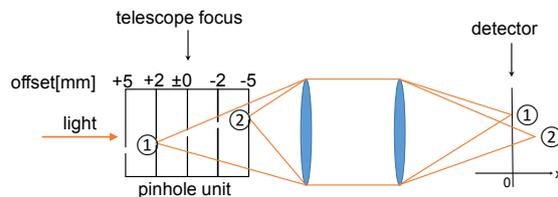


図 3: focus テストの概念図。図のように x 軸を定義する。

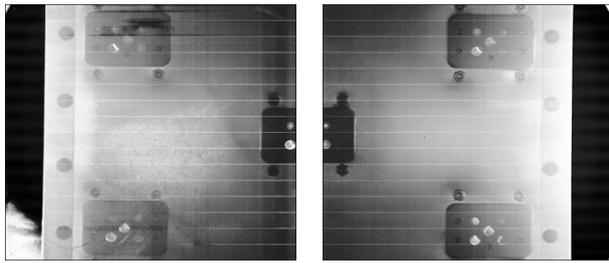


図 4: focus テストで実際に得られたピンホール画像

次に、製造された光学系の結像試験を行った。実験室では天体からの光を入れることができないため、図 3 のように望遠鏡焦点に offset $\pm 0, \pm 2, \pm 5$ mm のピンホールを設置することで仮想的な星像とし、どのピンホールの像がシャープに結像しているかを調べることで、光学系の設計性能からのずれを検証する。例えば、①のピンホールからの光が検出器面上で結像する場合には、②のピンホールからの光は検出器の先で結像するためにぼける。このピンホールは直径 $50\mu\text{m}$ で、検出器上で結像する場合には 1pixel の像として検出される。offset 1mm は検出器位置で 0.16mm に対応するため、offset +2mm のピンホールが 1pixel の像として検出された場合には、検出器の位置を +0.32mm 動かす必要がある。

実際に SWIMS の光学系に光を入れた結像試験は 2015 年 12 月に行われた。光学系の到達温度は 80K であった。この試験で得られた画像を図 4 に示す。隅の 4ヶ所と中央の 1ヶ所に写っているのがピンホールユニットである。今回の試験では、offset +5mm のピンホールの像が最もシャープで、FWHM は 1.7pixel であった。この大きさはピンホールの投影サイズ (1pixel) と光学系の設計上の収差 (RMS スポット直径 1.3pixel) にコンシステントである。以上により、実際の運用予定温度においても結像性能に問題は無く、検出器を 0.6mm 遠ざけることで、本来の設計性能のまま天体観測の運用に挑める見通しが得られた。

そこで 2016 年 5 月に行われた 2 度目の結像試験では、検出器の位置調整をした上で温度を変化させ、結像位置が変化するかどうかを調べた。1 例として J1 バンドにおける視野中心のピンホールユニットでの結果を図 5 に示す。その結果、offset 0mm のピンホール像の FWHM を 1~2.5pixel に収めることがで

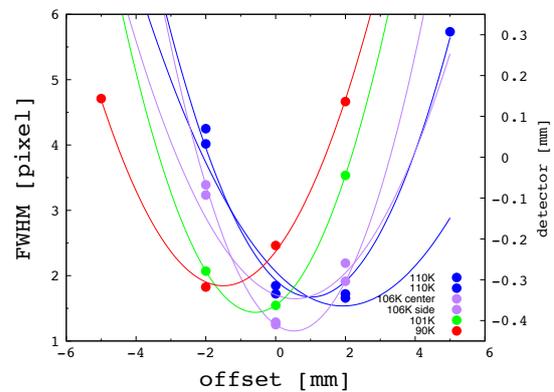


図 5: J1 バンドにおける視野中心のピンホールユニットでの、ピンホール offset とピンホール像の FWHM の関係。色の違いは異なる温度での試験結果を示す。各色の放物線は各温度での best fit。

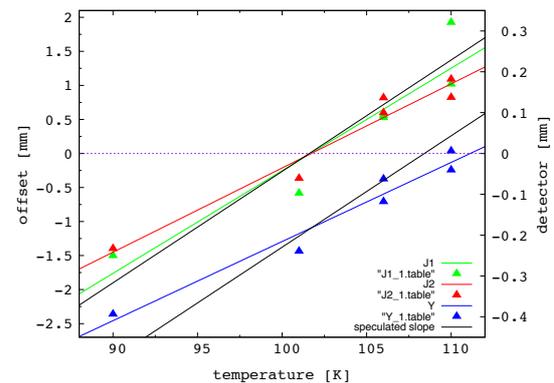


図 6: 視野中心のピンホールユニットにおける、温度と、ピントの合うピンホール offset の関係。緑、赤、青はそれぞれ J1、J2、Y バンドでの関係を表している。各色の実線は各波長での best fit。2 本の黒い線は 2 章の光線追跡で得られた温度変化の傾きを示したものの。

きた。ここで色の違いは温度の違いを表している。SWIMS の温度が定常状態となった $\sim 100\text{K}$ では特に 2pixel 以内に収まっており、現在の仕様で実際の運用に臨めることが確認された。

また図 5 からわかるように、FWHM が最小値を取

る pinhole offset が温度とともに増加している。そこで各温度でのデータを放物線で fitting し、その best fit の頂点の温度変化を図 6 に示す。この図から、J1, J2 バンドでの観測では 102K での運用で最適であるのに対して、Y バンドでの観測では 111K での運用が最適であることがわかるが、100~110K ではいずれの波長帯でも $\text{FWHM} \lesssim 2.5\text{pixel}$ を達成できている。なお図 6 の第 2 縦軸は検出器の位置調整に必要な距離を示しており、例えば 110K で実際の運用に挑む場合には Y バンドに焦点を合わせる場合には位置調整は必要ないが、J1, J2 バンドに合わせる場合には検出器を 0.2mm 遠ざける必要があることを示している。比較のため、2 章の光線追跡で得られた $\frac{dx}{dT}$ を黒い線で示している。表 2 から、光線追跡の結果は実測値を比較的良好に推定できていることがわかる。

Blue Arm		Red Arm	
バンド	$\frac{dx}{dT}$ [mm/K]	バンド	$\frac{dx}{dT}$
Y	0.020		
J1	0.025	H	0.018
J2	0.020	Ks	0.018
光線追跡 1	0.026	光線追跡 1	0.023
光線追跡 2	0.025	光線追跡 2	0.021

表 2: 結像位置の温度変化。光線追跡 1 は光学系に温度勾配をつけなかった場合を、光線追跡 2 は温度勾配をつけた場合を示す。

4 Discussion

今回の光線追跡では光学系を一様の温度と仮定して行ったが、実際には温度勾配が生じる。実際の試験では集光レンズや検出器は $\approx 100\text{K}$ であったが、コリメータレンズはそれよりも 20~30K 近く高かった。そこで、集光レンズを 80K(100K)、コリメータレンズを 100K(120K) に設定して光線追跡を行った結果を表 3 に示す。これより、温度勾配をつけて光線追跡を行った結果は温度を一様に設定した場合の中間的な結果を示すが、光学系全体を集光レンズの温度に設定した場合の焦点位置ずれに近いことから、ずれに大きく関与しているのは集光レンズであること

がわかる。また $\frac{dx}{dT}$ は温度勾配をつけなかった場合よりもわずかに低下し、実測値に近づくことがわかる。

波長	0.9-1.4 μm	1.4-2.5 μm
100K-80K	+0.492mm	+0.485mm
120K-100K	+0.940mm	+0.943mm

表 3: 光線追跡で得られた、温度勾配をつけた場合の 65K からの焦点位置のずれ。 $T_1 - T_2$ と書いた列では、 T_1 はコリメータレンズの温度を、 T_2 は集光レンズの温度を示す。+のずれの定義は表 1 と同様。

5 Conclusion

今研究では、鏡筒膨張・レンズ膨張・屈折率の温度変化のみを考えた簡単な計算により、焦点位置のずれを求めた。その結果、ずれの絶対量は実測値とは一致しないものの、 $\frac{dx}{dT}$ は比較的良好に推定することができた。

また今回の試験により、温度 100~110K ではピンホール像の $\text{FWHM} \lesssim 2.5\text{pixel}$ を達成できており、本来の設計性能のまま実際の運用に挑める見通しが得られた。一方で現在、さらなる温度低下に向けた改修をいくつか行っており、その結果次第では光学系の温度が低下し結像位置が再びずれることで、結像性能が悪化する可能性がある。その場合には再度検出器位置を調整する必要があるが、今回の試験により $\frac{dx}{dT}$ が得られているため、達成された光学系の温度から調整量を簡単に見積もることが可能となっている。

Reference

- K. Motohara, *et al.*, *Proc. SPIE* 9908 (2016)
- M. Konishi, *et al.*, *Proc. SPIE* 9906 (2016)
- T. Yamamuro, *et al.*, *Optical Engineering*, 45, 8 (2006)

[目次へ](#)

a17

近赤外線検出器HAWAII-1RGの駆動
試験

東京大学

M1 山口淳平

近赤外線検出器 HAWAII-1RG の駆動試験

山口 淳平 (東京大学大学院 天文学教育研究センター)

Abstract

我々は、中間赤外線撮像分光装置 MIMIZUKU (Mid-Infrared Multi-field Imager for gaZing at the UnKnown Universe) を東京大学アタカマ天文台 (TAO) 計画で建設中の 6.5m 望遠鏡の第 1 期装置として開発中である。MIMIZUKU は 2–38 μm という広い波長範囲をカバーするために 3 つの波長チャンネルを持っており、それぞれに異なる検出器が搭載される。このうち最も短波長側 (2.0–5.3 μm) では、Teledyne Imaging Sensors (TIS) 社の検出器 HAWAII-1RG (HgCdTe, 1K \times 1K pixel) を使用している。

HAWAII-1RG の感度波長では特に長波長側において背景光の明るさによって読み出し時間に対して制約が生じるため、読み出しは出来る限り高速化したい。しかし、読み出しのピクセルレートを速くすると読み出しノイズが増加するという報告がある。そこで我々は、TIS 社から提供されている読み出しシステムを用いずに独自の読み出しシステムを開発して、柔軟に設定を変えながら最適な読み出し設定を模索できるようにした。この読み出しシステムについて各部が要求通りの性能を満たしている確認し、HAWAII-1RG MUX の常温駆動試験を行った。

1 Introduction

東京大学天文学教育研究センターでは南米チリ共和国アタカマ高地のチャナンツール山頂に 6.5m 望遠鏡を建設する、TAO (The University of Tokyo Atacama Observatory) 計画を推進している。TAO サイトは天文台として世界最高標高の標高 5,640m にあり、大気中の水蒸気量が少ないため近赤外～中間赤外の波長域で大気透過率が高いという特長がある。これを活かした科学的観測を行うための第 1 期装置として、我々は中間赤外線撮像分光装置 MIMIZUKU (Mid-Infrared Multi-mode Imager for gaZing at the UnKnown Universe) を開発している。MIMIZUKU は 1 台で 2–38 μm という広い波長範囲をカバーしているという特長があり、これを実現するためにそれぞれに異なる検出器が搭載された 3 つの波長チャンネルを持っている。このうち最も短波長側の NIR チャンネル (2.0–5.3 μm) では、Teledyne Imaging Sensors 社の赤外線検出器 HAWAII-1RG を使用している。

表 1: MIMIZUKU で使用する HAWAII-1RG の基本スペック。

材質	HgCdTe (5 μm -cut off)
波長帯	2–5.6 μm
画素数	1024 \times 1024 px
出力チャンネル数	1, 2, 16
ピクセルレート (典型値)	100 kHz

2 HAWAII-1RG

我々が使用する HAWAII-1RG のスペックを表 1 に示す。HAWAII-1RG はハイブリッド型の検出器であり、近赤外に感度のある HgCdTe の p 型半導体結晶でできた検出器部分と、Si 半導体でできたマルチプレクサ (MUX) と呼ばれる読み出し回路部分をインジウムランプで接続した構造を持つ。本実験の時点ではテスト用として Teledyne より MUX のみが提供されているため、MUX を用いて実験を行う。

出力チャンネル数はフレームの読み出しの際の並列処理の数を決めるパラメータである。図 1 に示すようにフレームは横幅が 1024/(出力チャンネル数) px の短冊状に分割され、それぞれの短冊が並列して読み出されて信号処理が行われる。そのため、チャン

ネル数を大きく設定するほどフレームを速く読み出すことができる。我々はチャンネル数を 16ch として読み出しを行う。

HAWAII-1RG の駆動・読み出しは通常、Teledyne より提供されている専用の読み出し回路である SIDE-CAR ASIC を用いて行う。しかし、MIMIZUKU では後述する理由により、独自に開発した読み出し回路を用いる。

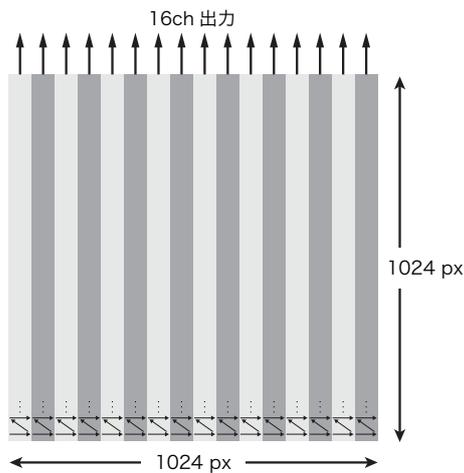


図 1: 出力チャンネル数 16ch のときのフレームの分割方法と、それぞれの短冊での読み出し方向。

2.1 読み出し時間に対する要求

近赤外～中間赤外線では大気や望遠鏡からの背景放射が強くなるため、観測の際には放射の強さを考慮する必要がある。図 2 に示すように、MIMIZUKU NIR バンドでは長波長になるほど背景放射が強くなる。例えば M バンド (4.5–5.0 μm) において背景光によって検出器が full well に達する時間は約 120 ms である。

一方、ピクセルレートを典型値の 100 kHz とし出力チャンネル数 16ch で、連続して 2 フレームを読み出して差分を出力フレームとする CDS (Correlated Double Sampling) 読み出しを行うと、フレームレートは 1.4 s/frame となり M バンドでは検出器が full well に達する時間よりも長い。そのため、読み出しをより高速にすることを検討する必要がある。

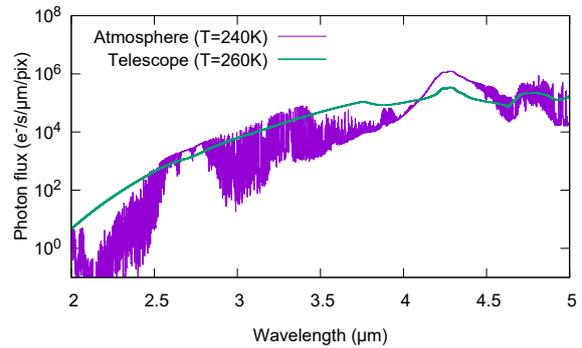


図 2: TAO サイトにおける、MIMIZUKU NIR バンドでの検出器 1 px に入射する大気放射と望遠鏡の放射。大気の温度は 240 K、望遠鏡の温度は 260 K と仮定している。

読み出しを高速にする方法としては、

- ピクセルレートを速くする
- 部分読み出しを行う

の 2 つが挙げられる。この内、ピクセルレートについてはレートを速くするとノイズが高くなっていくという報告があるため (Todo 2015)、許容されるノイズ量と視野、積分時間の兼ね合いを考えながら適切な設定を検討する。これを実現するには設定を柔軟に変更できる必要があるため、我々のグループでは SIDE-CAR ASIC は用いず、独自に開発した読み出し回路によって HAWAII-1RG の駆動・読み出しを行う。

2.2 読み出し回路

MIMIZUKU では 3 つの波長チャンネルに対して汎用の検出器読み出し回路である TAC (TAO Array Controller) が開発されている。図 3 に示すように、TAC は大きく分けて検出器の駆動電圧やクロックパターンの生成・出力を行う駆動部と、検出器から出力された電圧を読みだしてデジタル値に変換する読み出し部の 2 つに分けられる。各部は制御用の Linux PC とシリアル通信を行うことで制御される。

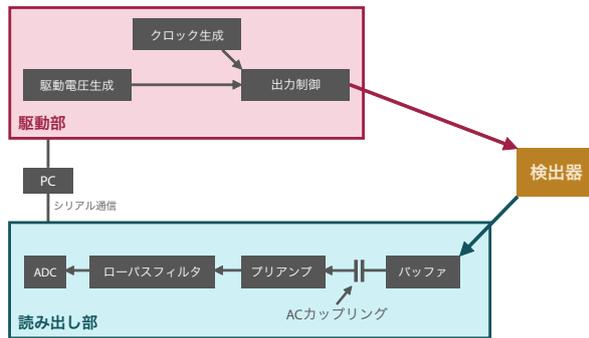


図 3: TAC の読み出しシステムの概要。

3 読み出し回路試験

MUX の駆動試験を行う前に、読み出し回路の各部分が正常に動作していることを確認する必要がある。以下、今回行った試験項目について述べる。

3.1 駆動部：検出器駆動電圧

HAWAII-1RG には駆動電圧として 6 種類の電圧を印加する必要がある。駆動電圧はデジタル-アナログコンバータ (DAC) の出力電圧をオペアンプによる増幅回路で増幅することで得られ、DAC の出力電圧値は PC から制御できる。各電圧値は値が規定されているものと一定の範囲で自由に決定できるものがあるが、今回はすべて Teledyne が実施した検出器試験で採用された値を用いる。それぞれの出力電圧値をテスターで測り、設計通りの出力になっていることを確認した。

3.2 駆動部：クロック

HAWAII-1RG の読み出しは行方向・列方向のシフトレジスタをそれぞれ動かすことによって行われる。シフトレジスタはクロックの入力によって動作するため、シフトレジスタを適切に動作させるためには適切なクロックパターンを入力する必要がある。クロックは制御用 PC に入力したパターンに合わせて DAC が電圧を出力することで生成される。出力されたクロックパターンをオシロスコープで見ることによって、適切に出力されていることを確認した。

3.3 読み出し部：漏れ電流による電圧ドリフト量評価

読み出し部のプリアンプの前段には図 4 に示すような AC カップリング用のコンデンサが接続されている。コンデンサのプリアンプ側にはスイッチが接続されており、読み出しをしていない時は極板間の電位差を一定にするためにスイッチが ON になっているが読み出し中は OFF にする。スイッチが OFF の時には極板からわずかに漏れ電流が発生しており極板間の電位差が変化するため、漏れ電流量を評価して読み出し中にスイッチを OFF にし続けてよいか確認する。

検出器の出力を模擬した一定値の電圧を読み出し部に入力し、スイッチを OFF にした状態で 2 枚の画像を時間を開けて取得してカウントの中央値の差を取ることで漏れ電流量を評価する。その結果、漏れ電流量は約 1.7 pA と見積もられた。これは検出器上の電荷数に換算すると $6.6 \text{ e}^-/\text{s}$ であり、読み出し中の変化量は検出器の読み出しノイズ (約 10 e^-) よりも小さい。そのため、漏れ電流量は十分に小さいと言える。

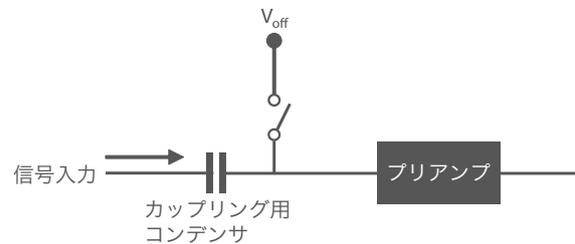


図 4: プリアンプ前段の AC カップリング回路。

3.4 読み出し部：プリアンプ増幅率の確認

読み出し部には検出器の出力信号を増幅するためのプリアンプが搭載されている。信号発生器を用いて読み出し部に正弦波を入力し、増幅率を測定して設計通りの増幅率になっていることを確認した。

3.5 読み出し部：ローパスフィルタ

読み出し部には 3 次 Sallen-key フィルタが搭載されている。カットオフ波長は 2 MHz であり、読み出しのピクセルレートを最大 500 kHz 程度としてそれ以上の高周波の信号をノイズとして遮断することを想定している。読み出し部に正弦波を入力してフィルタの性能を測定した結果、図 5 に示す通り設計通りの動作を確認した。

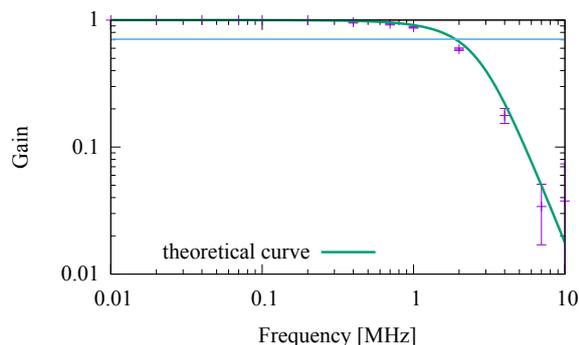


図 5: ローパスフィルタのゲインの測定結果。

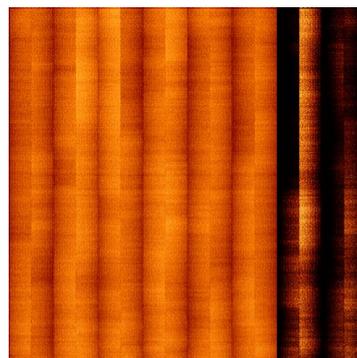


図 6: MUX 常温駆動試験で取得した画像。

MUX を常温で駆動することができた。今後は冷却下での駆動試験を行い、検出器の各種性能評価を進めていく予定である。また、同時に読み出し時間の短縮方法についても検討していく。

Reference

Todo, F., 2015, 修士論文

3.6 読み出し部：読み出しノイズの評価

3.3 と同様に読み出し部に定電圧を入力して読み出しを行い、読み出し部全体による読み出しノイズの評価を行う。画像の出力 1ch 分に相当する領域のカウント値の標準偏差を読み出しノイズとする。測定の結果、読み出しノイズは $11 e^-$ であった。

4 MUX 駆動試験

読み出し回路が設計通りに動作することが確認できたため、検出器筐体に HAWAII-1RG MUX をインストールし、常温での駆動試験を行って MUX が動作していることを確認した(図 6)。

5 Future Works

今回の実験で、HAWAII-1RG の読み出しシステムが正常に動作していることを確認し、HAWAII-1RG

[目次へ](#)

a18

TES型X線カロリメータの読み出し系の
改良

金沢大学

M1 田中桂悟

TES 型 X 線カロリメータの読み出し系の改良

田中 桂悟 (金沢大学大学院 自然科学研究科)

Abstract

X 線マイクロカロリメータは入射する X 線光子 1 つ 1 つのエネルギーを、素子の温度上昇として計測する検出器であり、100 mK 以下の極低温で動作させることにより、 $E/\Delta E \gtrsim 1000$ の優れた分光性能を実現する。中でも TES 型は、超伝導遷移端を高感度の温度計として利用することにより、さらなる分光性能の向上と、大規模アレイ化が期待できることから、X 線天文学における次世代精密分光装置として最も注目されている。我々は将来の X 線天文衛星への搭載を念頭に置き、微小重力下で ≤ 100 mK の極低温を実現できる断熱消磁冷凍機 (ADR) をカロリメータと一体で開発しており、これまでに 5.9 keV の X 線に対して 3.8 ± 0.4 eV (FWHM) のエネルギー分解能を実現している。エネルギー分解能を制限している原因について詳しく調べたところ、数百 Hz の周波数帯域における読み出し系 (TES 素子の信号読み出しに使用している SQUID 電流計とその後段の増幅回路) の雑音が大きいたことが原因であることが分かった。そこで、SQUID 電流計を数百 Hz の周波数帯で低ノイズのものに変更し、さらに後段の増幅回路を見直して、雑音の低減に取り組んだ。

1 はじめに

銀河団は数百～数千の銀河、 $\sim 10^8$ K の高温プラズマを束縛している宇宙最大の天体である。銀河団は小さな銀河団同士の衝突、合体を経て成長したと考えられているが、観測的には明らかになっていない。これを明らかにするためには、X 線輝線のドップラー効果によるエネルギーシフトを捉えることにより、高温プラズマの運動を精密 (~ 100 km s⁻¹) に測定することが有効である。分光性能の高い検出器としては回折格子も考えられるが、銀河団のような広がった天体では分光性能が劣化してしまう。X 線マイクロカロリメータのような非分散型の精密分光装置が必要である。

X 線マイクロカロリメータは入射 X 線光子 1 つ 1 つのエネルギーを素子の温度上昇として検出し、 ~ 100 mK 以下で動作させることにより、 $E/\Delta E \gtrsim 1000$ の優れた分光性能を実現する。図 1 にカロリメータの模式図を示す。吸収体に X 線光子が入射すると吸収体の温度がわずかに上昇する。この時のわずかな温度上昇を温度計で読み取ることで、X 線光子のエネルギーを測定する。吸収体が得た熱は < 100 mK の熱浴に流れることにより熱平衡状態に戻る。カロリメータの原理的なエネルギー分解能は、

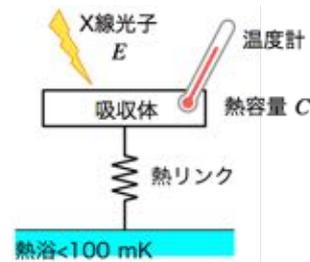


図 1: カロリメータの模式図

素子の温度揺らぎと温度計の熱雑音で決まり、半値全幅 (FWHM) で

$$\Delta E_{\text{FWHM}} = 2.35 \sqrt{\frac{k_B T^2 C}{\alpha}} \quad (1)$$

と表される。ここで α は温度計の感度を表しており、 $\alpha = \frac{d \log R}{d \log T}$ と定義される。吸収体の熱容量 C は温度を下げるほど小さくなるので、この式は T 、 α に強く依存することになる。従って、優れたエネルギー分解能を実現するためには極低温 ($T \sim 100$ mK) で動作させ、高感度の温度計を使用する必要がある。2016 年に打ち上げられたひとみ衛星の軟 X 線分光検出器 (SXS) では半導体サーミスタを用いた X 線マイクロカロリメータが搭載され、軌道上で 4.9 eV@5.9 keV のエネルギー分解能を実現している (The Hitomi collaboration 2016)。

TES(Transition Edge Sensor) 型 X 線マイクロカロリメータは超伝導体が超伝導から常伝導に移行する際の急激な抵抗変化 (図 2) を高感度の温度計として利用する ($\alpha = 100 - 1000$). ダークバリオン探査を目指す DIOS 衛星は TES 型 X 線マイクロカロリメータを搭載する予定であり (Ohashi et al. 2012), 我々は JAXA 宇宙科学研究所や首都大学東京のグループと協力して開発を進めている.

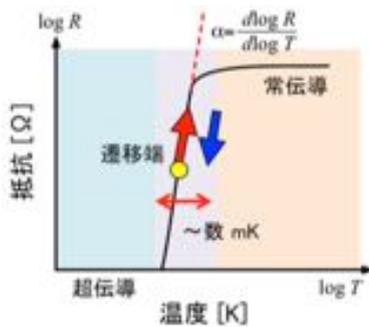


図 2: TES の抵抗-温度特性

TES の超伝導遷移端の幅は数 mK であり, その範囲内で動作させる必要がある. 従来の半導体温度計のように定電流バイアスで動作させると, わずかな温度上昇に対して抵抗値が急激に上昇するため発熱量がさらに増加するという正のフィードバックがかかってしまい, 動作点を安定に保つのが困難である. そこで図 3 のように動作点での TES の抵抗よりも十分に小さいシャント抵抗 R_s を TES と並列に挿入し, 定電流で動作させることにより, 擬似的に定電圧バイアスを実現する. 定常状態においては, TES 側に電流が流れてそれによる発熱で素子を超伝導遷移端に保つ. TES 素子に X 線が入射すると, TES の抵抗値が急激に上昇するため, 電流はシャント抵抗側に流れることになり, TES の発熱が抑えられる. これにより強い負の電熱フィードバックをかけることになり, 動作点を安定に保つことができる. このときの電流値の変化を SQUID (超伝導量子干渉素子) を用いて測定する.

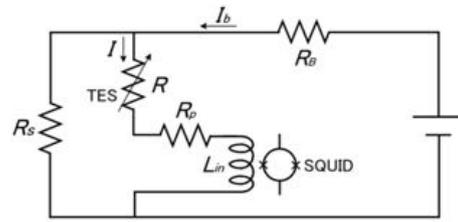


図 3: TES 動作回路

SQUID はジョセフソン効果を用いた微小電流測定素子であり, 我々が用いている素子は超伝導体として Nb を使用しているため LHe 温度以下で動作する. TES に直列につながった input coil を流れる電流が変化すると, SQUID リング内を貫く磁束が変化する. この時生じるジョセフソン結合間の電位差の変化を室温の増幅回路で増幅して出力する. SQUID の入力-出力間の線形性は SQUID の周期性から制限がある. そこで, 広い入力に対して線形性を確保するために負のフィードバックをかけて SQUID への実質入力を抑える (図 4).

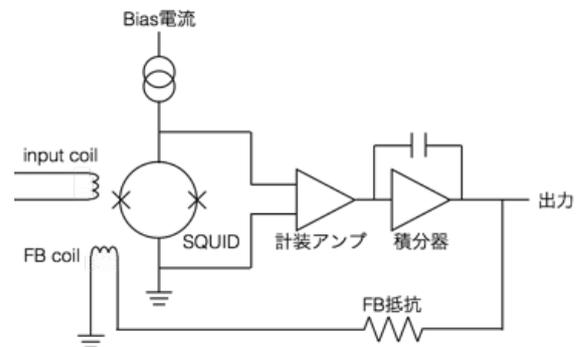


図 4: SQUID 動作回路

2 エネルギー分解能とその制限

現在我々が動作環境の評価に使用している TES 素子は首都大学東京で製作された TMU146-4d である。この素子は 4×4 の 16 ピクセルでアレイ化されており、各単素子は $200 \mu\text{m}$ 角の Ti (超伝導金属) と Au (常伝導金属) の 2 層薄膜の上に $120 \mu\text{m}$ 角の Au 吸収体に乗っている構造である。図 5 に示すように、6 keV の X 線に対して $3.8 \pm 0.4 \text{ eV}$ (FWHM) のエネルギー分解能を達成している (神谷修論)。これは ASTRO-H SXS を上回る分光性能である。ただし、同じ素子を使って首都大希釈冷凍機上では 2.8 eV (FWHM) の性能が確認されており (Akamatsu et al. 2009)、我々の ADR にはまだ改善の余地がある。

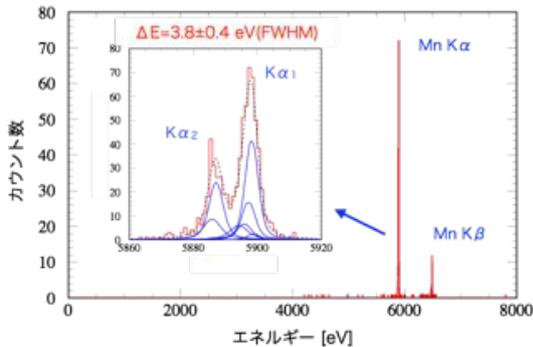


図 5: ^{55}Fe 線源を使って得られたエネルギースペクトル

動作点におけるノイズのパワースペクトルとそれを成分に分解したものを図 6 に示す。TMU146-4d のパルスの時定数は 0.28 ms であり、エネルギー分解能には、数百 Hz の周波数帯域が最も重要である。読み出し系のノイズスペクトル (図 6 中の緑線) は、 $10\text{--}40 \text{ kHz}$ の周波数帯では $\sim 15 \text{ pA}/\sqrt{\text{Hz}}$ まで抑えられているが、 $\sim 3 \text{ kHz}$ 以下では大きくなっており、これがエネルギー分解能に効いていることが予想される。実際、各ノイズのエネルギー分解能への寄与を評価すると、 3.8 eV のうち 3.0 eV が読み出し系の寄与であることがわかった。

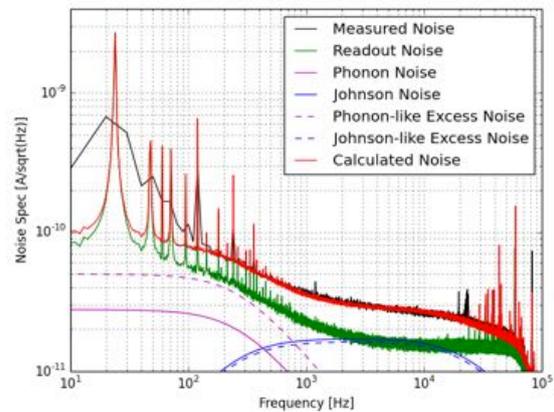


図 6: 動作点におけるノイズのパワースペクトル (黒線)。緑は別に計測した読み出し系のノイズスペクトル、マゼンタの実線と青の実線はそれぞれフォノンノイズと TES のジョンソンノイズ、点線はその超過成分、赤が各成分の二乗和平方根である。黒と赤が合うように、超過成分の大きさを決めている。

3 SQUID 素子の変更

これまで使用してきた SQUID 素子 (240SSA) は $0.1 \text{ k--}3 \text{ kHz}$ におけるノイズレベルが高く、分解能を制限する要因になっていた。そこでこの周波数帯域でもノイズレベルが低い宇宙科学研究所製作の ISAS-J32 を用いてノイズスペクトルの評価を行った。

ISAS-J32 は TES の大規模アレイ化を念頭に置いて開発された低発熱の SQUID である (Sakai 2016)。発熱量が 20 nW と低いため、TES と同じ極低温ステージで動作させやすく、TES と SQUID の間の配線を短くすることができるというメリットもある。

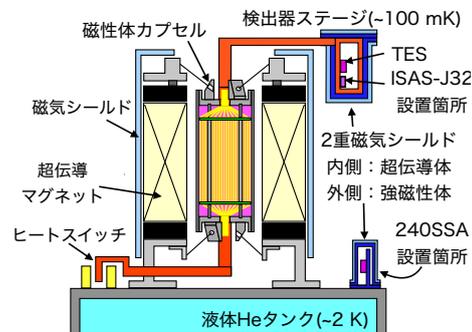


図 7: 各 SQUID の設置箇所

240SSA を 2 K で動作させた時と ISAS-J32 を 80 mK で動作させた時のノイズスペクトルを図 8 に示す。0.1 k–3 kHz におけるノイズスペクトルを比較すると、240SSA の方は ~3 kHz 以下で大きく盛り上がり、100 Hz では $60 \text{ pA}/\sqrt{\text{Hz}}$ にまで大きくなっている。一方 ISAS-J32 では、1 kHz 以上の帯域ではフラットで 100 Hz でも $26 \text{ pA}/\sqrt{\text{Hz}}$ と低く抑えることができた。

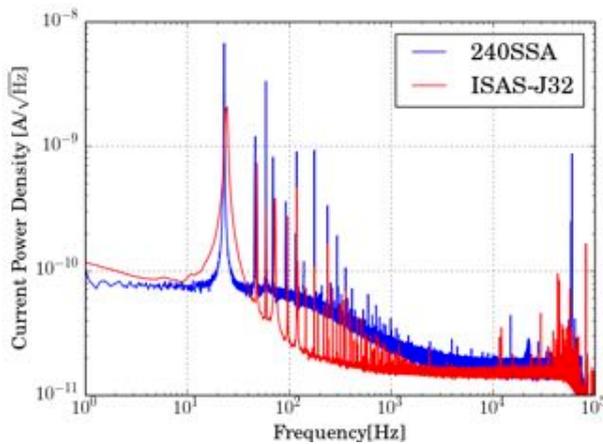


図 8: SQUID 素子によるノイズスペクトルの違い

4 後段増幅回路の改良

SQUID の評価と並行して、室温部の増幅回路についても見直しを進めている。SQUID の増幅回路であるヘッドアンプの基板には各入力端に電流制限用の 50Ω の抵抗が挿入されている。だが、実測と Spice による計算の比較により、これらの抵抗におけるジョンソンノイズが比較的大きな寄与を持っていることがわかった。そもそも SQUID が設置されている極低温ステージから室温にあるヘッドアンプの間には ~60 Ω の配線抵抗が存在するので (図 9)、電流制限抵抗は不要であると考え、この抵抗を取り除いて ISAS-J32 を動作させた。その結果、出力、動作ともに電流制限抵抗の有無で違いはなく、ノイズレベルを 5% 程度下げることができた。それ以外の最適化についても、現在検討を進めている。

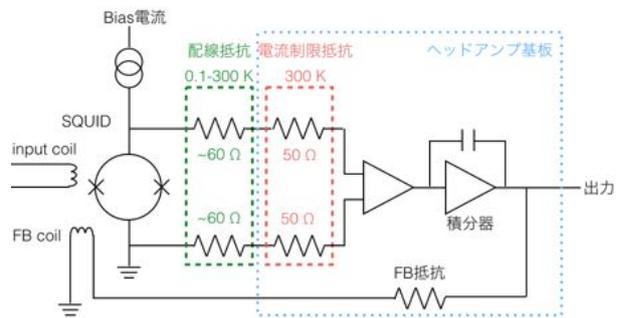


図 9: SQUID~ヘッドアンプ間の抵抗

5 まとめ

TES の分解能に寄与する 0.1 k–3 kHz の周波数帯のノイズを削減するために、TES の信号読み出しに用いている SQUID を < 3 kHz の低周波領域でも低ノイズのものに変更し、~100 mK の極低温ステージで動作させることで、0.1 k–3 kHz のノイズレベルを大きく低減することができた。また室温の後段増幅回路の電流制限抵抗を見直すことにより、ノイズレベルをさらに 5% ほど削減することができた。現在この動作環境で TES を動作させて、エネルギー分解能を評価する実験を進めている。また ISAS-J32 に最適な増幅率を考察し、後段増幅回路の改良を図っていく。

Reference

- The Hitomi collaboration. 2016, Nature, 535, 117-121
- T.Ohashi et al. 2012, SPIE, 8443, 844319
- H.Akamatsu et al. 2009, AIPC, 1185, 191
- 神谷賢太, 修士論文「断熱消磁冷凍機上での TES 型 X 線マイクロカロリメータの最適動作に向けた研究」, 金沢大学, 2016
- K.Sakai, Doctor's thesis, Tokyo, 2014

[目次へ](#)

a20

FORCE 高角度分解能硬X線望遠鏡に向
けた基板成膜による変形の調査

名古屋大学

M1 中野慎也

FORCE 高角度分解能硬 X 線望遠鏡に向けた基板成膜による変形の調査

中野 慎也 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

多くの銀河中心に、最大 10 億太陽質量もの超巨大ブラックホールの活動が見られているが、その成長過程は宇宙物理学の謎のひとつである。小型衛星計画 FORCE は、この謎の解明を主目的とし、1~80 keV のエネルギー帯域において、15 秒角 (HPD) 以下の高角度分解能で撮像分光観測する。大有効面積と高角度分解能の両立が必要な FORCE では、薄い反射鏡基板を同心円状に多数配置した多重薄板型 Wolter-I 光学系を採用する。高角度分解能実現のため反射鏡には高い形状精度が要求される。これまでのところ、薄板ガラスを使った基板自身では、角度分解能 15 秒角を満たす形状精度が達成されている。しかし、X 線反射鏡として薄い基板に数百~数千Å の金属膜を成膜すると膜の内部応力により分角オーダーまで形状が悪化してしまう。

本研究では、薄い反射鏡で角度分解能 10 秒角を実現するため、成膜による変形を十分に抑える方法の確立を目指す。まず、膜の性質を調べるために、30 mm × 70 mm の薄板ガラス (0.21 mm 厚) に X 線反射鏡で使われる Pt 単層膜、Ir 単層膜および Ni(90%) + V(10%) 合金の単層膜を成膜した。その結果、Pt および Ir 単層膜では突っ張る方向、NiV 単層膜では縮む方向に応力が発生し、薄板ガラスに変形が生じた。また、内部応力が経年変化することも明らかにした。次に、ガラスの両面に反射膜を成膜することで、変形を打ち消す方法を試みた結果、変形が 1/5 以下に抑えられた。また、ブラッグ反射を利用して硬 X 線を反射させるために必要な重元素と軽元素を交互に成膜する多層膜についても変形量を評価した結果、重元素が占める厚さの割合がおおよそ 0.4 で変形が最小となった。本講演では、Pt 単層膜を NASA/GSFC で作製された Wolter 型のガラス基板に成膜した際の変形量についても報告する。

1 研究背景

1.1 FORCE 計画

多くの銀河中心に、最大 10 億太陽質量もの超巨大ブラックホール (SMBH) の活動が見られているが、SMBH がどのように形成され成長してきたかは謎である。小型衛星計画 FORCE は、この謎の解明が主な科学目的である。物質が SMBH に落ち込む際に重力エネルギーを解放することで明るく輝く活動銀河核 (AGN) こそ、SMBH の成長仕組みを理解する上で鍵となる。ガスや塵に深く埋もれた AGN を理解するため、硬 X 線観測が重要となる。FORCE 計画では、薄い反射鏡基板を同心円状に多数配置した多重薄板型 Wolter-I 光学系 (図 1) を採用し、1~80 keV のエネルギー帯域において、15 秒角 (HPD) 以下の高角度分解能で撮像分光観測を行う。

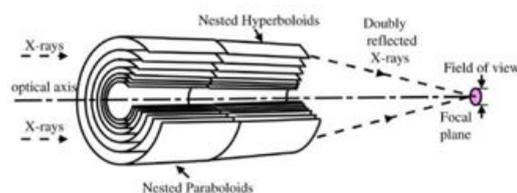


図 1: 多重薄板型 Wolter-I 型 X 線望遠鏡の断面図

1.2 FORCE 搭載 X 線望遠鏡

高角度分解能実現のため反射鏡には高い形状精度が要求される。これまでのところ、薄板ガラスを使った基板自身では、角度分解能 10 秒角を満たす形状精度が達成されている。しかし、X 線反射鏡として薄い基板に数百~数千Å の金属膜を成膜すると膜の内部応力により分角オーダーまで形状が悪化してしまうという報告がある。本研究では、薄い反射鏡で角

度分解能 10 秒角を実現するため、成膜による変形を十分に抑える方法の確立を目指す。

2 研究内容と結果

2.1 望遠鏡基板サンプルへの成膜

成膜前後の X 線望遠鏡で使用する薄い反射鏡基板の変形量の確認を行った。NASA Goddard Space Flight Center で作製されたガラス基板 (0.4 mm 厚、高さ 200 mm、 ϕ 289 mm の 1/12 円周分の Wolter-I 型) に 670 Å の Pt を成膜した後と前での母線形状測定結果を図 2 に示す。また、形状測定の様子を図 3 に示す。成膜前後の母線形状の RMS は、 $0.44 \pm 0.35 \mu\text{m}$ となった (エラーは測定の再現性を示す)。また、残差の傾きから、平行光を入射させたときの広がり求めて HPW (半値幅: 全データの平均を中心として全数の 50% が入る幅) を計算すると 2 回反射で 16.7 秒角となった。これは、目標としている角度分解能 10 秒角よりも悪かった。

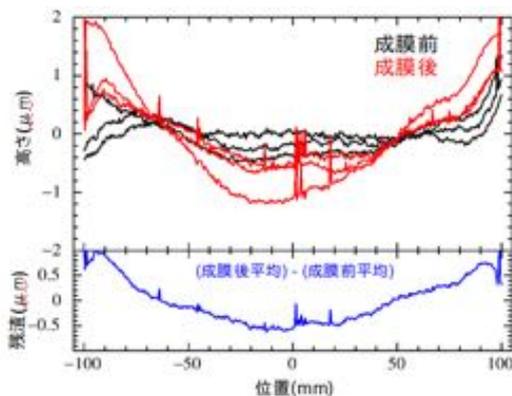


図 2: 成膜前と後での基板母線測定結果。再現性確認のためそれぞれ 3 回測定を行った (上)。成膜後平均と成膜前平均との残差 (下)。

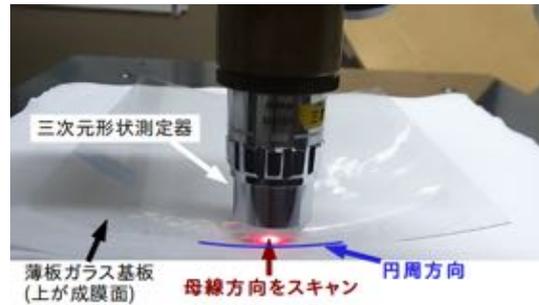


図 3: 薄板ガラス基板の形状測定の様子

2.2 薄板ガラス小片での膜の性質調査

30 mm × 70 mm の小片サンプル (0.21 mm 厚) に X 線反射鏡で使われうる Pt 単層膜、Ir 単層膜および Ni(90%) + V(10%) 合金の単層膜を成膜し、図 4 のように小片サンプルを片持ち梁にて固定し、三次元形状測定器で変形量を確認した。また、再現性の確認のために同じように複数回測定を行った。

図 5 より薄板ガラス小片サンプルに 200 Å の Pt 単層膜を成膜することで、小片サンプルがたわむことが確認できた。図 6 に Pt、Ir、Ni90% + V10% の物質・膜厚ごとの成膜による変形量を示す。この結果から、Pt と Ir では膜が突っ張る方向に変形し、NiV 合金は膜が引っ張る方向に変形することが分かった。

図 7 に Ir 単層膜 (340 Å) について成膜後の形状の時間変化を示した。その結果、成膜後約 1700 時間までに、約 20% の変形が緩和された。また、指数関数的な減少を仮定すると、応力緩和のタイムスケールは $87 \pm 3 \text{ hr}$ であった。



図 4: 薄板ガラス小片サンプルの形状測定の様子

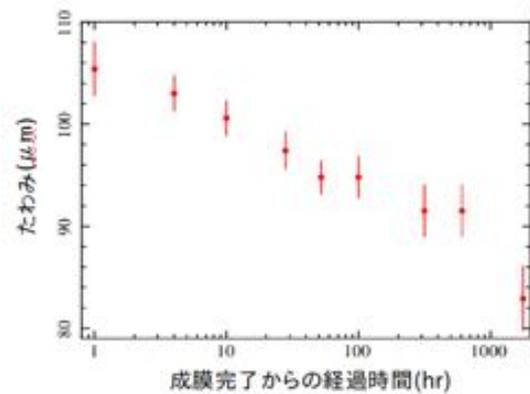


図 7: Ir 単層膜 (340 Å) の変形の経年変化。エラーバーは測定の再現性 (1σ) を示す。

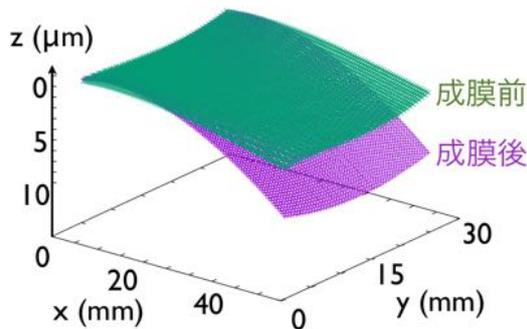


図 5: 薄板ガラス小片サンプルに 200 Å の Pt 単層膜を成膜した後と成膜前の形状。

次に、ガラスの両面に反射膜を成膜し、変形を打ち消す方法を試みた。200 Å の Ir を薄板ガラス小片サンプルに成膜し、背面にも同じく 200 Å の Ir を成膜し図 4 と同じ方法で変形量を評価した。その結果を図 8 に示す。200 Å の Ir を成膜したことで、成膜前に比べ 64 μm たわんだ。一方、両面に 200 Å の Ir を成膜したことで、成膜前に比べ 12 μm 反った。これらから、両面に成膜することで、変形を 1/5 抑えることができた。

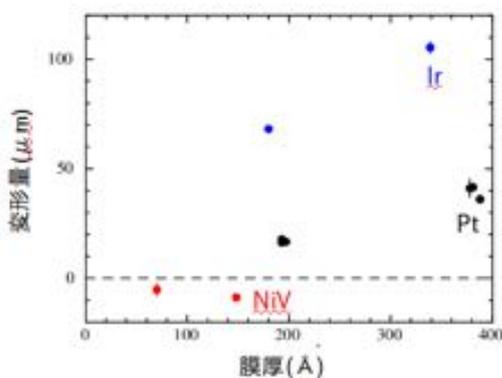


図 6: 物質・膜厚ごとの変形量。エラーバーは測定の再現性 (1σ) を示す。

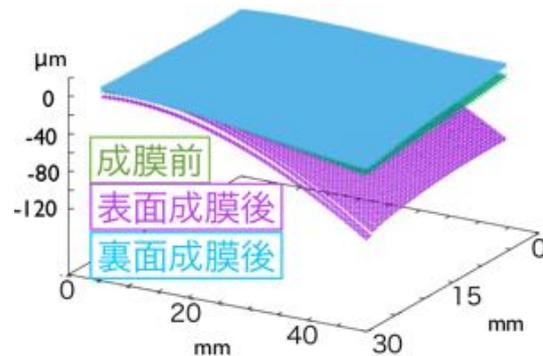


図 8: 成膜前 (緑)、表面成膜後 (紫)、さらに背面にも成膜後 (青) の基板形状 (上が成膜面)

最後に、ブラック反射を利用して硬 X 線を反射させるために必要な重元素 (Ir) と軽元素 (C) を交互に成膜する多層膜について、重元素の割合を変化させたときの変形量を図 4 と同じ方法で評価した。この時、図 9 のように、薄板ガラス小片サンプルに 1 層

の厚さを 40 Å で全 30 層の Ir/C 多層膜を成膜した。さらに、再現性の確認のために同じように複数回測定を行った。その結果を図 10 に示す。重元素の割合 (Γ) が占める割合がおおよそ 0.4 で変形が最小となった。 $\Gamma = 0.4$ はひとみ衛星に搭載された硬 X 線望遠鏡でも採用され適している。

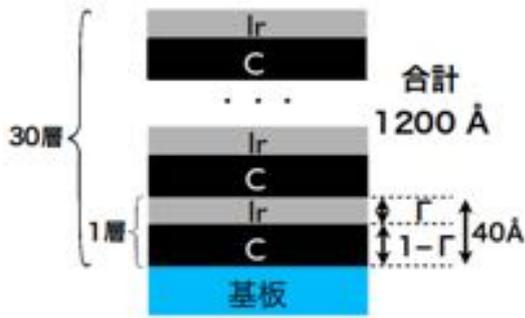


図 9: 作成した Ir/C の多層膜の構成

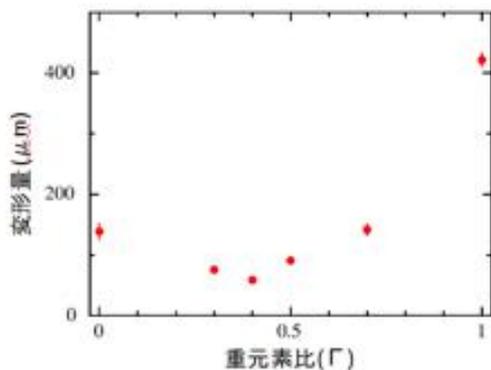


図 10: 重元素比 (Γ) ごとの変形量 (μm)。エラーバーは測定の再現性 (1σ) を示す。

3 まとめと考察

薄い反射鏡で角度分解能 10 秒角を実現するため、成膜による変形を十分に抑える方法の確立を目指して、薄板ガラス基板の成膜による形状変化量を調べた。その結果、成膜前と後での母線形状の RMS は $0.44 \pm 0.35 \mu\text{m}$ (エラーは測定の再現性を示す) となった。成膜前と後での母線形状の残差の傾きから、HPW が 2 回反射で 16.7 秒角と算出され、目標である 10 秒角よりも悪い結果となった。

膜の性質を調べるために薄板ガラス小片サンプルに Pt, Ir, Ni90% + V10% の単層膜を成膜し、変形量を確認した。その結果、Pt と Ir では膜が突っ張る方向、NiV 合金は膜が引っ張る方向に変形することが分かった。また、Ir 単層膜 (340 Å) が成膜後約 1700 時間までに、約 20% の変形が緩和されたことが分かった。

膜の変形を抑えるために、薄板ガラス小片サンプルの両面に Ir 単層膜 (200 Å) を成膜した結果、両面に成膜することで、変形が 1/5 抑えることができた。

硬 X 線望遠鏡に必須となる多層膜を製膜した際の変形量を評価した結果、重元素が占める割合 (Γ) がおおよそ 0.4 で変形が最小となった。

今後の課題として、目標である角度分解能 10 秒角を実現するために、薄板ガラス基板に成膜した後の形状変化を抑える手法を確立することと測定の再現性の向上が必要である。

[目次へ](#)

a21

裏面照射型X線SOIピクセル検出器の軟
X線性能評価
京都大学
M1 林秀輝

裏面照射型 X 線 SOI ピクセル検出器の軟 X 線性能評価

林 秀輝 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

我々は、次世代の X 線天文衛星「FORCE」搭載予定である X 線用 SOI ピクセル検出器「XRPIX」を開発している。XRPIX は、SOI (Silicon On Insulator) 技術を用いた検出部・読み出し回路一体型の検出器である。各ピクセルにヒットタイミングを出力させるイベントトリガー機能を備えることで、 $\sim 10 \mu\text{s}$ の時間分解能を実現する。これは、X 線 CCD の時間分解能 \sim 数 s を大きく上回り、非 X 線バックグラウンドを除去する反同時計数法を用いることができる。さらに、軟 X 線感度の向上のため裏面照射型素子を開発し、XRPIX は 0.5–40 keV の広帯域撮像分光を実現する。XRPIX の表面には $10 \mu\text{m}$ 程度の回路層が存在するため、表面照射型の観測方法では軟 X 線検出が困難である。このため、不感層の薄い裏面照射型素子の開発が必須である。不感層を小さくすることを目的に、XRPIX2b と呼ばれる素子に Chemical Vapor Deposition (CVD) という方法で裏面処理を行った。本講演では、この XRPIX2b-CVD の裏面の性能評価をおこなう。

1 Introduction

現在、X 線天文衛星の主流検出器である Charge Coupled Device (CCD) は、エネルギー分解能 ($\sim 130 \text{ eV}$ in FWHM at 6 keV) と位置分解能 ($20 \mu\text{m}/\text{pixel}$) で優れた性能を持っている [1]。しかし、CCD は電荷転送をしながら読み出しを行う構造のため、時間分解能が悪く、 \sim 数 s である。このため、激しい時間変動の天体現象の観測が不可能である。また、10 keV 以上のエネルギー帯域で支配的な非 X 線バックグラウンドの除去ができないため、観測可能なエネルギー帯域が 0.5–10 keV に制限される。

そこで我々は、SOI (Silicon On Insulator) 技術を用いた検出部・読み出し回路一体型の検出器である「XRPIX」を開発している [2]。XRPIX は、同じピクセル型の Si 半導体検出器として、CCD と同様に高いエネルギー分解能、高い位置分解能が期待できる。さらに、各ピクセルにヒットタイミングを出力させるイベントトリガー機能を備えることで、 $\sim 10 \mu\text{s}$ の時間分解能を実現する。このことにより、検出器の周囲をアクティブシールドで囲むことで、非 X 線バックグラウンドを除去する反同時計数法を用いることができる (図 1)。さらに、後で述べる裏面照射型素子の導入により、XRPIX は 0.5–40 keV の広帯域撮像分光を実現する。

XRPIX は低比抵抗の Si を用いた薄い CMOS 読

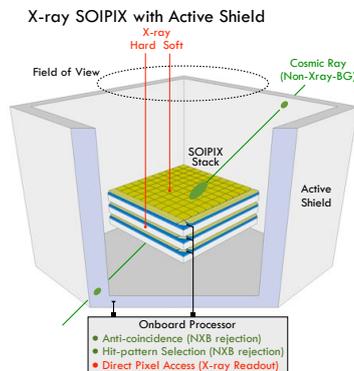


図 1: 反同時計数法の概念図

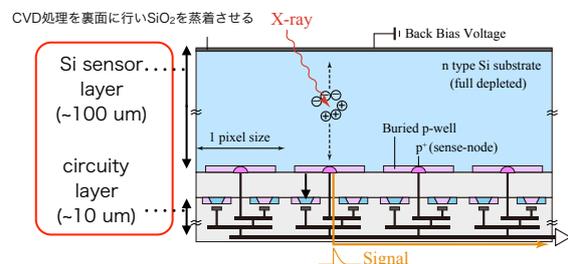


図 2: XRPIX2b-CVD の断面図

み出し回路層 ($\sim 10 \mu\text{m}$)、buried oxide (BOX) 層 (絶縁体; $\sim 200 \text{ nm}$)、高比抵抗の厚い Si センサー層で形成される (図 2)。各々のピクセルには回路層とセンサー層を結びつけるセンスノード (p+) があり、センサー層で集められた電荷は回路層に運ばれる。また、CMOS 回路におけるバックゲート効果を抑制するため、センスノードのまわりには BPW (buried p-well) を形成している。

XRPIX の表面側には $10 \mu\text{m}$ 程度の回路層が存在するため、表面照射型の観測方法では軟 X 線検出が困難である。このため、不感層の薄い裏面照射型素子の開発が必須である。我々の不感層厚の要求性能は $1 \mu\text{m}$ であり、最終目標は $0.1 \mu\text{m}$ としている。我々は、これまでに、XRPIX2b と呼ばれる素子に 2 種類の方法で裏面処理を行った [3]。不感層厚を計測すると $1.1\text{--}1.5 \mu\text{m}$, $0.9\text{--}1.0 \mu\text{m}$ であった。ほぼ要求性能を満たしているものもあるが、確実に要求性能を満たし、最終目標に向かってさらなる性能向上を目指したい。そこで、今回、同じ XRPIX2b に対して CVD という異なる方法の裏面処理を施した。様々なエネルギーの X 線をこの素子に照射し、各エネルギーでの量子効率を求めることで、不感層厚を実測した結果を評価する。また、暗電流の測定も行い、CVD 処理を行った裏面からの暗電流起源ノイズについて評価する。

2 XRPIX2b-CVD の仕様

XRPIX2b-CVD は各ピクセルサイズが $30 \mu\text{m}$ 角で、全部で 152×152 のピクセルを有する。また、回路層の厚みが $\sim 10 \mu\text{m}$ 、センサー層の厚みが $\sim 100 \mu\text{m}$ であり、比抵抗が $\sim 4 \text{ k}\Omega \text{ cm}$ の Si ウェハー (Floating Zone wafar) を用いている (図 2)。Introduction で述べたように、この素子には CVD という裏面処理をおこなっている。裏面に SiO_2 を蒸着させ、裏面側の電場を強化することが目的である。このことで、裏面側の電荷収集効率が上がり、不感層が薄くなると期待する。

3 実験セットアップ

図 3 のような実験セットアップで XRPIX2b-CVD に様々な X 線 (Ti-K, Fe-K, Se-K) を入射してスペクトルを取得した。各エネルギーの絶対 Flux は [3] で求めたものを用いる。素子と SEABAS (Soi EvAluation BoArd with Sitcp) ボードを真空チャンバーの中に入れ、真空を引き、素子を $-50 \text{ }^\circ\text{C} \sim -60 \text{ }^\circ\text{C}$ まで冷やした。素子と SEABAS ボードは図 4 のように接続されており、SEABAS ボードに搭載してある FPGA で素子の制御並びにデータ処理を行う。素子から出力される波高値は ADC でデジタル変換され、Ethernet を通じて PC に送られる。

4 XRPIX2b-CVD の性能試験とその結果

4.1 データ解析方法

データの解析は [4] に沿って行う。XRPIX2b-CVD にバックバイアス電圧 (= V_b) を印加し、一定時間

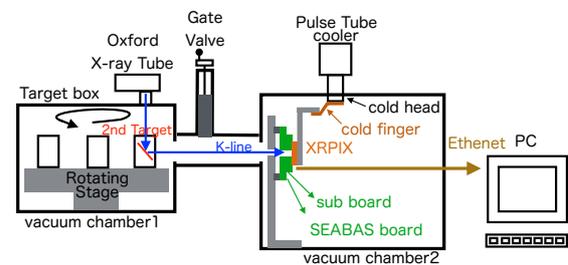


図 3: 実験模式図

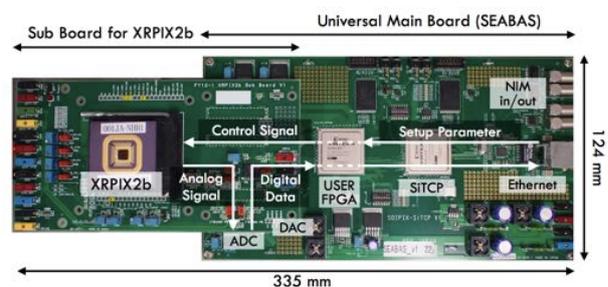


図 4: 素子と SEABAS ボード

露光をおこなった後、1 ピクセルずつ順番に読み出すフレーム読み出しと呼ばれる方法で測定する。

4.2 裏面からの暗電流

XRPIX2b-CVD を露光している間、暗電流がセンスノードに流れ、出力電圧値が上昇していく。この電圧値は露光時間に比例して増える。そこで、同じバックバイアス電圧で様々な露光時間 (5, 10, 20, 50, 100 ms) のデータを取り、そのオフセット電圧の傾きを暗電流とした。図 5 は暗電流の 2 次元マップであり、カラーバーの電流の単位は $[e^-/ms/pixel]=[1.6 \times 10^{-16} \text{ A}/pixel]$ 。L 字型のところに多くリーク電流が発生しているのは、その場所にはパッケージがしてあり接触しているためと考えている。バックバイアス電圧を上げていくと模様が見え出すことがわかる。空乏層が表面から広がって裏面まで到達し、裏面の荒いところからリーク電流が多く出ているのではないかと推測している。

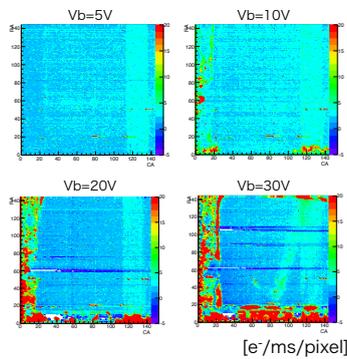


図 5: 暗電流の 2 次元マップ

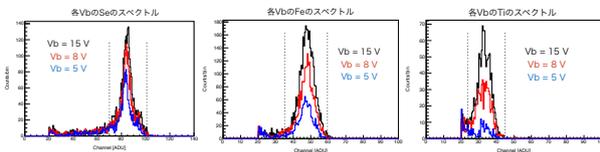


図 6: Se, Fe, Ti のスペクトル

4.3 空乏層の広がり

XRPIX2b-CVD がバックバイアス電圧をかけるとどのように空乏層が広がっていくかを調べるため、Se ($K\alpha$ -11.2 keV) を照射した。11.2 keV の Si の減衰長は $176 \mu\text{m}$ でセンサー層の厚みは $100 \mu\text{m}$ なので、十分エネルギーが高く、空乏層の厚みを見るのに適している。X 線イベント数を計測し、量子効率を求める。この際に、X 線イベントとしてカウントしたのは、図 6 の Se のスペクトルで点線に囲まれた範囲でシングルからトリプルピクセルイベントまでを足したものである (図 7)。量子効率を求める際に必要な、XRPIX2b-CVD に入射する X 線の Flux は [3] の結果を用いている。図 8 で、 $V_b = 15 \text{ V}$ 以降、全体の量子効率が変わらず、triple-pixel events の量子効率下がっている。センサー層にかける電場が強くなると早く電荷が収集されることから、 $V_b \geq \sim 15 \text{ V}$ でおよそ空乏層がセンサー層全体に広がっているのではないかと見積もることができる。

4.4 量子効率と不感層厚

各バックバイアス電圧で XRPIX2b-CVD に Fe ($K\alpha$ -6.4 keV), Ti ($K\alpha$ -4.5 keV) を照射する。X 線イ

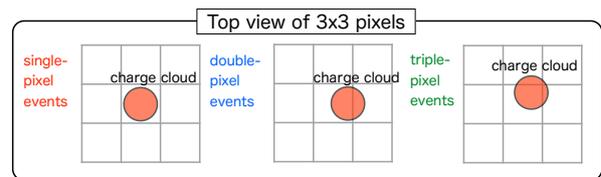


図 7: 電荷の広がり と マルチピクセルイベント

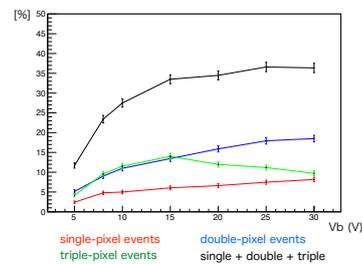


図 8: 各 V_b における Se の量子効率

ベント数を計測し、量子効率を求め、そこから不感層厚を求める。X 線イベントのカウント方法は Se の場合と同様である。図 9 は各 V_b での量子効率と不感層厚を求めたものである。 $V_b = 20$ V で量子効率が下がっているが、この原因はわかっていない。Fe と Ti について量子効率を求めたが、これは [3] と比べて低いものとなった。また、Fe と Ti の量子効率の比から不感層厚を求めた。量子効率が低かったため、不感層厚も大きく見積もられ、 $V_b = 30$ V で $15.5 \pm 0.6 \mu\text{m}$ だった。

- [3] M. Itou, et al., The first back-side illuminated types of Kyoto's X-ray astronomy SOIPIX, Nucl. Instrum. Methods Phys. Res. A (2016 in press).
- [4] Ryu et al., First performance evaluation of an X-ray SOI pixel sensor for imaging spectroscopy and intra-pixel trigger, IEEE Trans. Nucl. Sci. NS-58 (5) (2011) 2528.

5 まとめと今後

XRPIX2b に CVD と呼ばれる裏面処理を行い、その裏面の性能評価を行った。リーク電流マップから裏面の荒いところが存在するのではないかと推測される。また、 $V_b \sim 15$ V で空乏層が裏面にまで到達していると考えられる。不感層厚を求めると、[3] の結果 ($0.7 \pm 0.2 \mu\text{m}$) とあまりに違う結果となった。これについては、不感層厚が予想以上に大きいことも考えられるが、電荷の広がりによる X 線イベントの損失がないかについても調査する。また今後は、異なる素子 (ex. XRPIX3b) に CVD 処理を行い、この素子との性能の違いを見ることも行う。

Reference

- [1] K. Koyama et al., 2007, X-Ray Imaging Spectrometers (XIS) on Board Suzaku, Publication of the Astronomical Society of Japan, 59, S22.
- [2] T.G. Tsuru, et al., Development and performance of Kyoto's X-ray astronomical SOI pixel (SOIPIX) sensor, Proc. SPIE 9144 (2014) 914412.

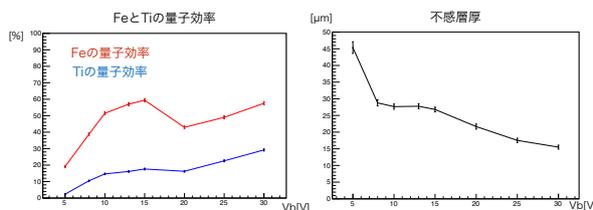


図 9: 各 V_b における Fe と Ti の量子効率と不感層厚

[目次へ](#)

a22

将来衛星に向けた積層配線TES型X線
マイクロカロリメータの表面粗さの改

善と評価

首都大学東京

M1 小坂健吾

将来衛星に向けた TES 型 X 線マイクロカロリメータの 表面粗さの改善と評価

小坂 健吾 (首都大学東京大学院 理工学研究科)

Abstract

我々のグループでは小型科学衛星 DIOS に向けた TES 型 X 線マイクロカロリメータの開発を行っている。独自の積層配線デザインに加え、TES のコンタクト部に傾斜を施した基板を製作したが、基板上的 TES の転移を確認することが出来なかった。我々は基板表面の粗さに原因があると考え、配線素材を変更しプロセスの改善を行ってきた。その結果表面粗さを大幅に改善することに成功した。また、新たな表面粗さ改善のプロセスにも着手し、更なる表面粗さの改善を成功させた。

1 はじめに

我々のグループでは 2020 年頃の打ち上げを提案している小型探索衛星 DIOS 搭載を目指し TES(Transition Edge Sensor) 型 X 線マイクロカロリメータを開発中である。宇宙の未観測のダークバリオンは中高温銀河間物質 WHIM(Warm Hot Intergalactic Medium) として分布していることが宇宙流体シミュレーションより示唆されており、WHIM は宇宙の大規模構造を正確にトレースしていることが予想されている。DIOS 衛星はこの WHIM を直接観測することを目的としている [1] が、0.5~1.5keV の X 線に対して数 eV という高いエネルギー検出効率を持ち合わせた X 線検出器が必要である。そこで我々のグループでは TES 型 X 線マイクロカロリメータの開発を進めている。およそ 100mK の極低温下で動作させ、X 線が入射した際の素子の温度上昇による電気抵抗値から X 線のエネルギーを求める。超伝導薄膜の相転移時の急峻な抵抗の変化を利用するため、原理的には ~1eV 台のエネルギー分解能を得ることが可能である。TES には Ti と Au の二層薄膜をピクセル加工し、両者の膜厚比から転移温度をコントロールし、~100mK 程度に下げている。これまでに我々の自作素子では、16 ピクセルアレイで 5.9 keV の入射 X 線に対して 2.8eV(FWHM) を達成し [2]、256 ピクセルアレイで 4.4 eV のエネルギー分解能を達成している [3]。

2 積層配線構造基板

DIOS 計画では、アレイ全体で 1cm^2 の焦点面をカバーするため、 $500\mu\text{m}$ 角の TES ピクセルからなる 20×20 アレイが必要である。また DIOS で採用する可能性がある周波数分割読み出しでは数百 kHz から MHz の高周波を信号に重畳するため、配線インダクタンスによるクロストークも問題となる。この問題を解決するため、積層配線と呼ばれるピクセルまでのホットトリターン配線を絶縁膜 SiO_2 を挟んで上下に重ねる構造を採用した [4]。積層配線構造基板の概念図を図 1 に示す。

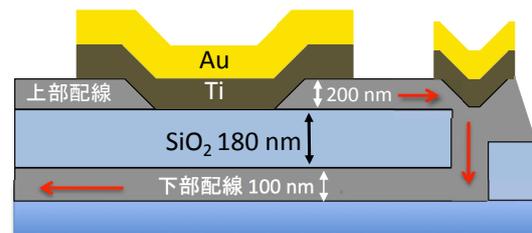


図 1: 傾斜付き積層配線基板構造

従来の構造に比べて配線スペースが削減されるため多素子化が可能になるうえ、配線自身で磁場がキャンセルすることでクロストークを十分小さく抑えることができる。しかし、現在 20×20 積層配線素子を首都大で製作するには上部配線の上に TES を形成する必要があり、段切れを防ぐため TES を配線よりも厚くしなければならない。また、これまでの条件出し

では膜厚比が Ti/Au=2 であれば転移温度が 100 mK 付近になることがわかっていたが、TES 下層の Ti を厚くすると近接効果が効きにくくなり転移温度が 200 mK と高い温度で転移してしまう。これらの問題を解決するため、産総研の協力によるイオンミリング法によって配線側面に傾斜(テーパ)を付けた、傾斜付きの積層配線 TES 型マイクロカロリメータの製作を行った。傾斜部の断面図を図 2 示す。

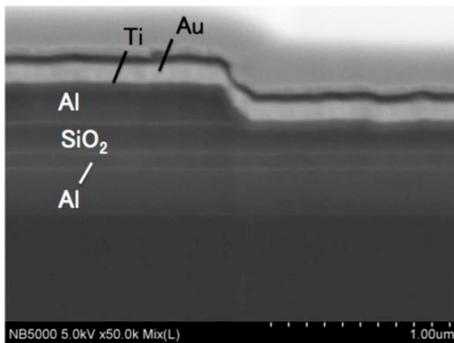


図 2: 傾斜部断面図

配線側面に傾斜を付けることにより、配線上に TES を成膜しても段切れを起こさず、TES はより薄く配線はより厚くすることが可能なデザインとなっている。上部配線のための試作においては TES の正しい転移を確認が出来る [5]。現在は図 3 に示すような 20x20 ピクセル TES アレイの製作を進めている。

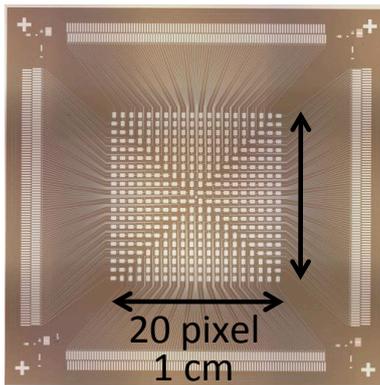


図 3: 400 ピクセル積層配線基板

3 表面粗さ

素子のデザインは確立し、作製した傾斜付き積層配線素子の製作及び評価行っているが、これまで積層配線基板上的 TES の正常な超伝導転移をほとんど確認する事が出来ていない。そこで AFM(Atomic Force Microscopy) を用いて TES 表面の測定を行ったところ、RMS で 4.5 μm もの粗さがあることがわかった。この粗さがどの段階で生じているのかを調べたところ、TES 下地の基板の段階ですでに ~5.4nm もの粗さがあることが分かった。TES 下地の基板の凹凸の様子を図 4 に示す。

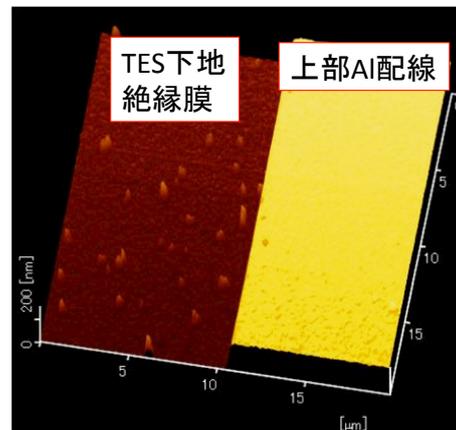


図 4: TES 下地に観察された凹凸

更に絶縁膜を成膜したものと、下部配線を想定した絶縁膜の上に Al 薄膜を成膜したものとでは後者の方が倍以上の粗さを持ち、基板上的 TES は転移しないことがわかった。

4 粗さ改善

我々は上で述べた粗さが TES の正常な転移を妨げているものと狙いを定め、配線基板の粗さを抑えるための製作プロセスの改善を行ってきた。これまでに配線素材を Al から Nb に変更したうえで傾斜角度を浅くし、イオンミリングと RIE(Reactive Ion Etching) を組み合わせることで表面粗さを RMS~1.3nm まで改善することに成功している。我々は更なる粗さ改善のために CMP(Chemical Mechanical Polishing) 研磨に着手した。CMP 研磨とは、研磨剤の持つ化学作

用で対象表面を溶かし、機械的研磨によって平滑化する技術である。CMP 研磨による基板の断面図を図5に示す。これにより配線表面の粗さを取り除くこと



図 5: CMP 研磨積層配線基板

が可能になったため、配線に傾斜をつける必要がなくなった。また配線による段切れの心配が無くなるため、配線の厚みを自由に変える事が出来、TESを薄くすることも出来る。出来上がった CMP 研磨基板を AFM 観察すると RMS は $\sim 0.4\text{nm}$ にまで低下していた。しかし、表面粗さを十分に改善した今回の素子でも TES の正常な転移を確認することが出来なかった。TES パターニング後の SEM 観察結果を図6に示す。SEM で観察したものの、素子自体は綺麗に

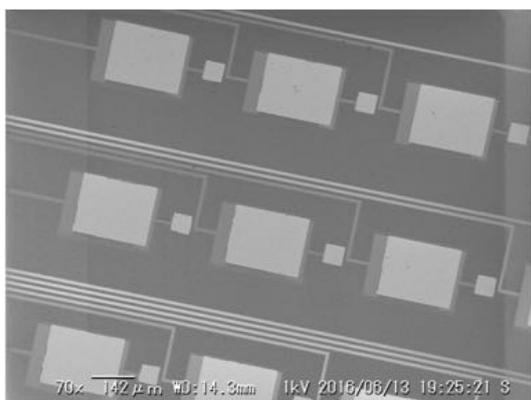


図 6: CMP 研磨積層配線基板の SEM 観察結果

仕上がっており、特に異常は見取ることが出来なかった。

5 まとめ

今回の研究で CMP 研磨を用いることにより、TES 表面粗さの改善には成功したものの、未だ TES の正常な転移は確認出来ていない。表面粗さは十分に改

善され、これ以上の改善は難しい。よって、表面粗さ以外の転移しない原因を探る必要が出てきた。今後は CMP 基板を FIB-SEM による観察を行い、何らかの異常が無いかを確認する。

Reference

- [1] Ohashi et al. 2014, SPIE
- [2] Akamatsu et al. 2009, AICP
- [3] Ezoe et al. 2009, AICP
- [4] Ezoe et al. 2011, IEEE TAS
- [5] Ezoe et al. 2015, IEEE TAS

[目次へ](#)

b1

次世代ガンマ線望遠鏡CTA小口径望遠
鏡用焦点面カメラ較正システムの開発

名古屋大学

M1 中村裕樹

次世代ガンマ線望遠鏡 CTA 小口径望遠鏡用 焦点面カメラ校正システムの開発

中村 裕樹 (名古屋大学大学院 理学研究科)

概要

チェレンコフ望遠鏡アレイ (Cherenkov Telescope Array、CTA) は超高エネルギーガンマ線を地上から観測する次世代の国際天文台計画である。異なる口径の望遠鏡を数 km^2 の広範囲に多数設置することで、20 GeV から 300 TeV のエネルギー範囲にわたるガンマ線を、現行のガンマ線望遠鏡より 1 桁高い検出感度で観測することを目指している。CTA の 3 つの異なる小口径望遠鏡の設計のうち、我々は Gamma-ray Cherenkov Telescope (GCT) の焦点面検出器を開発している。GCT では副鏡を用いた Schwarzschild-Couder 光学系を採用することで、従来の地上ガンマ線望遠鏡に比べて結像性能が高く、また焦点面カメラを小さくできる。カメラの小型化によりカメラ 1 台あたりの費用を低減でき、望遠鏡の設置台数を増やすことができる。GCT の焦点面検出器には多ピクセルの半導体光検出器と小型の信号処理回路を用いることで、従来の光電子増倍管に比べ小型で多チャンネルの読み出し、高い光検出効率の達成が可能になる。検出器に用いる半導体光検出器は、出荷時には暗電流特性といった基本特性しか測定されていない。そのため全てのピクセルについてダークカウントレート、時間応答特性、ゲイン特性などを校正する必要がある。本研究では多数のピクセルを効率的に校正するため、信号処理回路の特性も含めて校正できるシステムを開発する。本講演では焦点面カメラとその校正方法について報告する。

1 ガンマ線天文学

1.1 ガンマ線観測の意義

宇宙線は宇宙空間に存在する高エネルギーの荷電粒子であり、主に陽子やヘリウム原子核、電子から構成されている。図 1 に示すように宇宙線のエネルギースペクトルは 5×10^{15} eV あたりで knee と呼ばれる折れ曲がりを持っている。このため銀河系内の宇宙線源の加速限界が knee 付近にあると考えられているが、その起源についてはまだ確証を得られていない。この解明が難しくなっている原因として、加速された荷電粒子は星間磁場や銀河間磁場により進行方向を曲げられてしまうため、荷電粒子の直接観測による宇宙線起源の決定が難しいことがあげられる。しかし星間ガスや光子と荷電粒子が相互作用することによって生じるガンマ線は磁場によらず直進でき、このガンマ線を観測することで起源天体を知ることができる。近年のフェルミ衛星の観測によって超新星残骸での陽子加速の決定的証拠が得られているが、加速限界が knee にあるのかということは

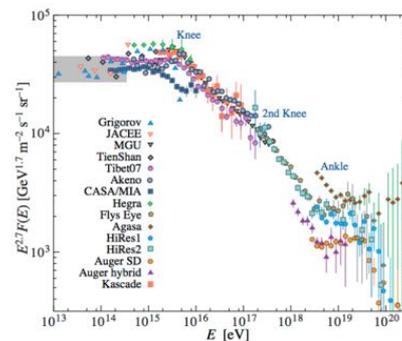


図 1: 宇宙線スペクトル ([1] より図引用)。knee (5×10^{15} eV) と ankle (5×10^{18} eV) に折れ曲がりがある。

まだわかっていない [2]。knee 領域の荷電粒子は数百 TeV のガンマ線を放射すると考えられており、CTA による解明が期待されている。

また、暗黒物質の対消滅によってもガンマ線が放出される。銀河中心や近傍の矮小楕円銀河からの暗黒物質由来のガンマ線の観測も重要な課題である。

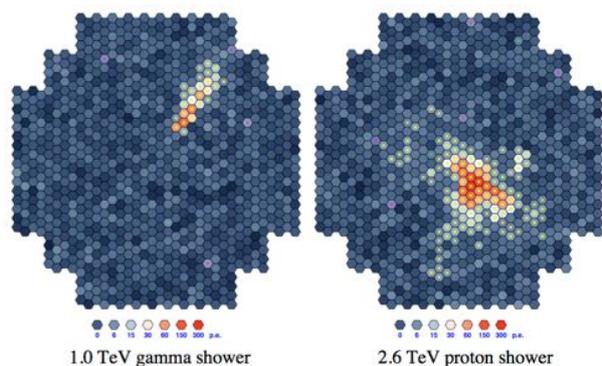


図 2: ガンマ線による電磁シャワー (左) と宇宙線陽子によるハドロンシャワー (右) のチェレンコフ光画像。ガンマ線起源のものは楕円状になっているのに対し、陽子起源のものは広がっており指向性を持たない。各ピクセルの色は検出された光電子数を表す ([2] より図引用)。

1.2 地上ガンマ線望遠鏡

ガンマ線のエネルギーが高くなるほど、その到来頻度は低くなるため、観測には十分な有効面積が必要となる。そのため高エネルギーガンマ線の観測は人工衛星では難しく、観測にはガンマ線が大気に入射した時に生じる電磁シャワーから放射されるチェレンコフ光を地上に設置した望遠鏡で集光して焦点面カメラで検出する方法が用いられる。

観測されるチェレンコフ光はガンマ線由来のものだけでなく、宇宙線陽子などのハドロン成分が引き起こすハドロンシャワーによるものが多い。図 2 に示すように、望遠鏡の焦点面にできる投影画像を解析することで、ハドロンシャワーを識別する。さらに、図 3 に示すように複数の望遠鏡で同じ電磁シャワーから生じたチェレンコフ光を検出することでガンマ線の到来方向を決定できる。また、入射したガンマ線のエネルギーが高いほどチェレンコフ光の光量は増えるため、光量からガンマ線のエネルギーを推測できる。

2 CTA 計画

Cherenkov Telescope Array (CTA) は超高エネルギーガンマ線を地上から観測する次世代の国際天文

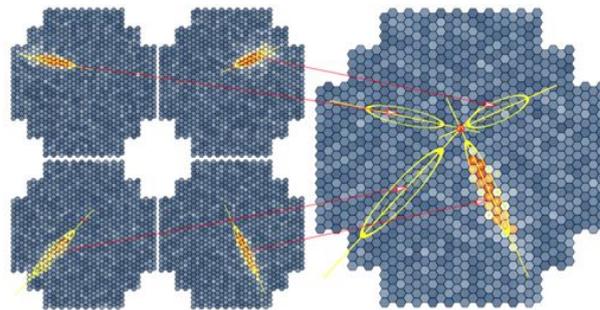


図 3: (左) 1つの電磁シャワーから生じるチェレンコフ光を 4 台の望遠鏡で観測する、(右) それぞれの望遠鏡で得られた画像を解析し、求められた電磁シャワーの軸の交点から到来方向を導出する ([2] より図引用)。

台計画である。大中小 3 種類の口径の望遠鏡を数 km^2 の広範囲に設置することで、20 GeV から 300 TeV のエネルギー範囲にわたるガンマ線を現行のガンマ線望遠鏡より 1 桁高い検出感度で観測することを目的としている。

大口径望遠鏡は光の集光能力が高くこれまでのチェレンコフ望遠鏡より低いエネルギーのガンマ線の検出を可能にする。小口径望遠鏡は高エネルギーガンマ線しか検出できないが、1 台あたりの費用を低減できるため、数十台の望遠鏡を広範囲に設置できる。高エネルギーガンマ線の到来頻度は、エネルギーの約 -2 から -3 乗に比例して減少するため、望遠鏡の台数を増やすことでガンマ線源の検出感度向上を達成している。また図 2 に示したように、同一の電磁シャワーからのチェレンコフ光をさらに多数の望遠鏡で検出することで到来方向決定精度を向上できる。CTA における有効面積と角度分解能が向上したガンマ線観測によって、1000 以上のガンマ線天体の検出が期待されている。

3 小口径望遠鏡

3.1 期待される科学成果

小口径望遠鏡は前述した knee 領域の宇宙線から放射されると考えられている 100 TeV 付近のガンマ線まで観測可能である。銀河中心からのガンマ線は、

H.E.S.S. の性能ではスペクトルに折れ曲がり観測できなかった。これは銀河中心周辺で knee 領域まで宇宙線が加速されている可能性があることを示している。CTA によって H.E.S.S. より光子統計を増やし、また H.E.S.S. の観測限界を超える高エネルギー領域も観測することで加速限界を見極めることが期待される。

また、現行の望遠鏡では感度が十分でなく、TeV 領域のガンマ線が検出された超新星残骸は 20 個程度しかない。CTA では、観測可能範囲が銀河中心より遠方に拡がるため、検出数を増やすことで、加速限界の解明が期待される。

3.2 Gamma-ray Cherenkov Telescope

CTA の小口径望遠鏡は 3 つの異なる設計があり、我々は図 4 に示す Gamma-ray Cherenkov Telescope (GCT) の焦点面カメラ (図 6) を開発している。GCT では副鏡を用いた Schwarzschild-Couder 光学系 (SC 光学系) を採用している。SC 光学系では主鏡で集光したチェレンコフ光を副鏡で反射させ、焦点面で結像させる。主鏡で発生した収差を副鏡で補正することで望遠鏡の視野角拡大を可能にし、また焦点距離が短くなるため、それに比例して焦点面での像が小さくなる。地上ガンマ線望遠鏡によるガンマ線観測において、視野角の広い望遠鏡は同時に多くの天体を観測できるため全天サーベイのような観測モードで有効である。また広い観測視野を持つことで、望遠鏡から離れた場所で生じた電磁シャワーも視野に入りやすくなるため、各望遠鏡の距離を離すことができ有効面積を増やす効果が得られる。

焦点面での像が小さくなることは、焦点面カメラの小型化を可能にする。35 台の望遠鏡を設置する GCT においてカメラの小型化は、1 台あたりの費用を低くすることができるため重要である。GCT では光検出器に半導体光電子増倍素子 (Silicone Photomultiplier, SiPM) を採用している。SiPM は光検出効率や信頼性、耐久性に優れており、小さい面積に多数の画素数を得ることができる。また、画素あたりの費用が従来の光電子増倍管より低減できる。

SiPM は出荷時に暗電流特性といった基本特性しか測定されていない。そのため全ての SiPM について



図 4: GCT の試作望遠鏡 (画像提供: CTA Consortium)

ゲイン特性などについて較正を行う必要がある。光検出器を組み込み前に個別に較正するのは効率が悪いいため、カメラに組み込み後一括して較正するシステムを開発することが本研究の目的である。

4 焦点面カメラ

焦点面カメラは全部で 2048 画素あり、それを 64 画素ごとに一つのカメラモジュールにまとめている。図 5 に示すように光検出器、波形記録回路、トリガー回路、Field Programmable Gate Array (FPGA) をカメラモジュールにまとめる。独立したモジュールで構成することで、組み立て時の取り扱い、試験や故障時の取り替え等を容易にしている。

カメラを小型化するため、波形記録回路には多数の読み出しチャンネルを備え、小型かつ低消費電力であることが要求される。このような問題を解決するため、専用の集積回路 TeV Array Readout with GSa/s sampling and Event Trigger (TARGET) を開発している [6]。TARGET は 1 枚のチップで 16 チャンネル分の波形記録回路と記録した波形をデジタル化する回路、トリガーを持つため、64 画素の光検出器から構成されるカメラモジュールの信号を 4 個の TARGET で信号処理することができ、カメラモジュールの小型化が可能になる。各モジュールの 4 個の TARGET は、1 個の FPGA で制御され後段の処理回路と PC にデータが転送される。

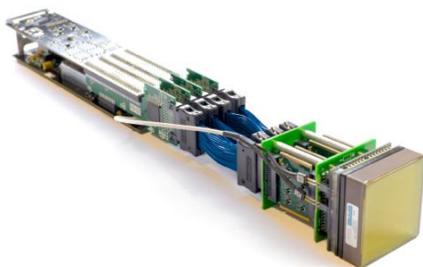


図 5: GCT 用試作カメラモジュール。この写真では光検出器にマルチアノード光電子増倍管 (MAPMT) を使用しているが、半導体光電子増倍素子に交換する。(画像提供: CTA Consortium)

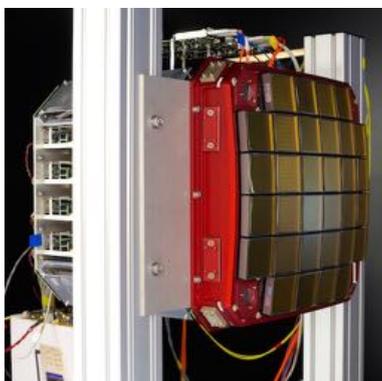


図 6: GCT 用の試作焦点面カメラ。カメラモジュール 32 個で構成される。格子状に並んでいるのが MAPMT である。(画像提供: CTA Consortium)

5 焦点面カメラの較正

カメラモジュールに用いる SiPM と開発した集積回路の TARGET はそれぞれ単体での較正方法は既に確立されている。しかし、GCT は 35 台設置予定で 1 台のカメラに 2048 画素の SiPM と 128 個の TARGET が備わっているため、カメラに組み込む前に個別に較正することは現実的な時間では難しい。したがって、SiPM と TARGET をカメラモジュールに組み込み、さらにカメラモジュールを 32 個組み合わせ、カメラ全体で一括して較正するシステムを開発することで、較正の効率化を目指している。

前述したように SiPM は出荷時には暗電流特性といった基本特性しか測定されていない。そのため全てのピクセルについてダークカウントレイト、時間

応答特性、ゲイン特性について較正する必要がある。較正する際はカメラ全体に光を照射して行う。ゲイン特性の測定において、光電子数が少ない状況では波高値のピークが光電子数ごとに分離できるが、光電子数が多くなってくるとゲインの不定性などから、ピークの分離が困難になる。その領域では、出力値の平均と分散の関係から光電子数を導出する。その際、SiPM 特有の単一光電子が複数光電子として検出される現象 (オプティカルクロストーク) の影響で、光電子数の分布が正規分布からずれることが考えられる。そのため、モンテカルロシミュレーションを行いオプティカルクロストークの影響を見積もり補正する。

現在、データ取得のソフトウェアは既に開発されており、カメラからのデータを取得することはできる状況である。このソフトウェアを用いてデータ取得を行い、得られたデータを解析し較正するソフトウェアを追加で開発する。

謝辞

宇宙線研究者会議及び、基礎物理学研究所 (研究会番号:YITP-W-15-04)、国立天文台からのご支に感謝いたします。

また、CTA 共同研究者の皆様へ深謝申し上げます。

参考文献

- [1] C.Amsler et al, Physics Letters B, 667, 1-5, 2008
- [2] M.Ackermann et al, Science, 339, 807, 2013
- [3] H.J.Völk and K.Berndlöhr, Experimental Astronomy 25 173-191, 2009
- [4] 河島孝則, 名古屋大学修士論文, 2015
- [5] CTA-Japan Consortium, Cherenkov Telescope Array 計画書, 2014
- [6] K.Bechtol et al, AstroParticle Physics 36, 156-165, 2012

[目次へ](#)

b2

NANTEN 2 115GHz帯受信機用IF系の
開発

名古屋大学

M1 栗田大樹

NANTEN2 115GHz 帯受信機用 IF 系の開発

栗田 大樹 (名古屋大学大学院 理学研究科 天体物理学研究室)

Abstract

現在我々は 4 m サブミリ波望遠鏡「NANTEN2」を用いた NASCO (NANTEN2 Super CO Survey as Legacy) 計画にむけ新受信機システムの開発を行っている。本発表ではこのうち 115 GHz 帯受信機システムに搭載する新 IF 系の試作機について報告する。この IF 系は受信された ^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O ($J=1-0$) の 1st IF3 輝線をフィルターで 2 系統に分け、それぞれ 2 GHz 以下にダウンコンバートしてデジタル分光計 XFFTS へ導入する回路である。ここでは Lo 周波数およびフィルターの帯域見直し、広帯域アンプを採用し入力反射損失の少ない低周波 (0-2 GHz) 用のアンプを自作 (大阪府立大学阿部氏ら協力) した。作製した回路は、ベクトルネットワークアナライザーで動作を確認し、スペクトルアナライザーを用いたりニアリティ調査・アラン分散測定で評価している。

1 Introduction

1.1 開発背景

我々は南米チリ共和国に設置された 4m サブミリ波望遠鏡「NANTEN2」を用いて全天のうち主要な 37% の範囲を広域観測する NASCO 計画を推進している。この計画のため 115 GHz 帯では 4 ビーム・両偏波・SSB、230 GHz 帯では 1 ビーム・両偏波・2SB となる新受信機システムの開発を進めているため、これに対応した新たな IF 系の開発が必要となっている。本開発はそのうち 115 GHz 帯受信機の試作機について行っている。

1.2 IF 系とは

電波望遠鏡では、天体から発せられた微弱な信号をアンテナで集光し、SIS ミクサーをはじめとした冷却受信機系で受信 (周波数変換、増幅) する。しかしデータ処理をする分光計にこの信号を導入するためには、さらに扱いやすい周波数への変換やレベルの調整を行う必要がある。また、分光計の周波数帯域を考慮して混信しにくい受信機システムを構築することも重要である。以上の目的のためにミクサー、アンプ、フィルターなどを組み合わせたものが中間周波数増幅器 (IF 系) である。

2 構成

2.1 ブロックダイアグラム

115 GHz 帯受信機で受信された ^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O ($J=1-0$) の 3 輝線が含まれた 1st IF (4-12 GHz) をフィルターで 9-12 GHz (^{12}CO) と 4-6 GHz (^{13}CO , C^{18}O) の 2 系統に分け、それぞれ 2 GHz 以下にダウンコンバートしてデジタル分光計 XFFTS へと同時に導入する。

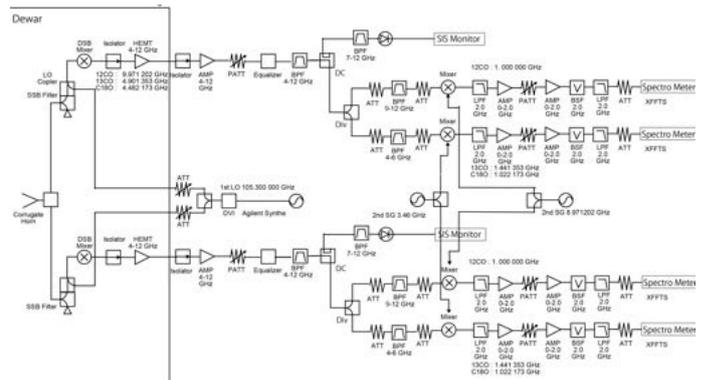


図 1: ブロックダイアグラム

2.2 レベルダイアグラム

デューワーから出てきた IF 信号のパワーはおよそ -49 dBm であり分光計 XFFTS に入力するためには増幅する必要がある。高周波・広帯域 (4-12 GHz) のアンプ 1 つと低周波用のアンプ 2 つ、さらにアッテネーター等を組み合わせて -20 dBm 程度に調整している。

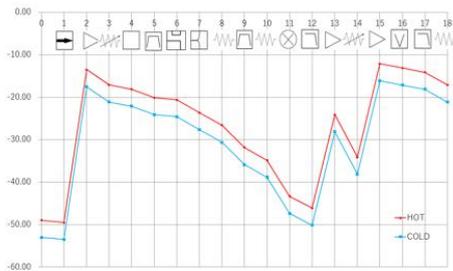


図 2: レベルダイアグラム

3 測定

3.1 ベクトルネットワークアナライザーによる S パラメータ測定

S パラメータとは高周波回路内の信号の伝送特性や反射特性を表すもので $S_{11}, S_{22}, S_{21}, S_{12}$ のように表す。それぞれのデシベル表記は以下のような意味を持つ。

S_{11} 端子 1 の反射損失

S_{22} 端子 2 の反射損失

S_{21} 端子 1 から端子 2 への挿入損失または利得 (ゲイン)

S_{12} 端子 2 から端子 1 への挿入損失または利得 (ゲイン)

3.1.1 方法

ベクトルネットワークアナライザー (VNA) は信号発生器と受信機が内蔵されているため、被測定物

(DUT) の入力端子と出力端子にそれぞれ VNA のポートを接続すると S パラメータを測定することができる。

3.1.2 結果・考察

各コンポーネントの測定結果の一部を示す。1st IF を増幅する 4-12 GHz 帯のアンプの S パラメータは図 3 のようになった。ただしこれはアンプがサチレーションを起こさないように 10 dB のアッテネーターを挿入して測定したものである。10 dB のアッテ

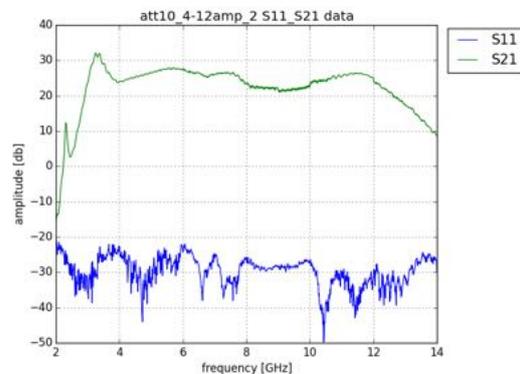


図 3: 4-12 GHz 帯アンプの S_{11}, S_{21}

ネーターが挿入されていることを考慮して緑色で示される S_{21} すなわちアンプのゲインはおよそ 35 dB であるということがわかる。また周波数が高い方がゲインが低くなっていることがわかるため、このアンプの後にイコライザーを挿入して低周波側とのゲインの差を減らす設計にした。

また S_{11} について見てみると必要な帯域 4-12 GHz すべてで -20 dB 以下であることがわかった。反射損失を表す S_{11} が -20 dB 以下ということは 99% の信号が反射されずに通過している、すなわちインピーダンス整合が取れているということである。

ダウンコンバート後 (0-2 GHz) の信号を増幅する自作アンプ (大阪府立大 阿部氏協力/図 4) の S パラメータは次のようになった。

S_{21} を見ると約 25 dB のゲインがあることがわかった。またこのアンプは 4 GHz 付近まで増幅されていることがわかるので、不要な信号を除去するために 2GHz のローパスフィルターをこのアンプの後に挿

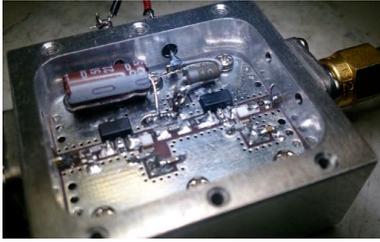


図 4: 自作アンプ

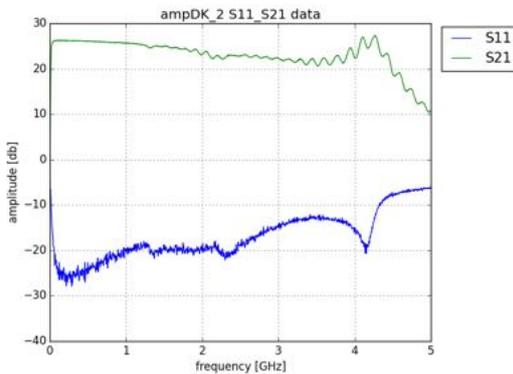


図 5: 自作アンプの S11,S21

入する。S11 は 4-12 GHz 帯アンプと同様に使用帯域ではほぼ -20 dB 以下になっていることから反射の少ないアンプであることがわかる。

3.2 スペクトルアナライザーを用いたリニアリティ測定

IF 系の回路内にあるアンプやミクサーなどは入力レベルが高いとサチレーションを起こし、期待される利得よりも低い値までしか増幅できないことがある。そこで入力信号レベルに対して出力信号レベルが線形性を保って増幅されるかをリニアリティ測定で測る必要がある。スペクトルアナライザは周波数ごとのパワーを表示できる機械であり、これによって必要なすべての周波数帯域で線形性が取れているかどうかを確認することができる。今回は IF 系のリニアリティ測定に先立ち、測定の基準となるホワイトノイズを発生させる回路のリニアリティ評価を行った。

3.2.1 方法

1. 図 6 のように 50 Ω の終端とアンプ 2 つを組み合わせたものをホワイトノイズ発生源を作る
2. ホワイトノイズ発生源に 10 dB 刻みのステップアッテネーターと 1 dB 刻みのプログラマブルアッテネーターを組み合わせて 1 dB ずつ -80 dB から 0 dB までレベル調整できるようにする
3. ホワイトノイズ信号をスペクトルアナライザーに入力し、周波数ごとのパワーで表示する
4. 入力パワーを 1dB ずつ変えていき、スペクトルアナライザーで取得されたスペクトル形からリニアリティが取れている範囲を調べる



図 6: リニアリティ測定用回路

3.2.2 結果・考察

スペクトルアナライザーを用いて周波数ごとのパワーを取得しプログラマブルアッテネーターを 0 dB から 11 dB まで変化させた結果は図 7 のようになる。このグラフからスペアナでプログラマブルアッテネーターが各値の時のおよそのパワー (dBm) を見積もることができる。しかしリニアリティを評価するためにはグラフの各線の間隔が 1 dB になっていることを確認する必要がある。そのため以下のようにアッテネーターを 1 dB ずつ変えていったときのアッテネーターが 0 dB のときとの差分を表示できるようにした。

ステップアッテネーターを 0 dB に設定してプログラマブルアッテネーターを変化させていった結果が図 8 である。リニアリティが取れているとこのように各線の間隔は 1 dB になり、直線状である。

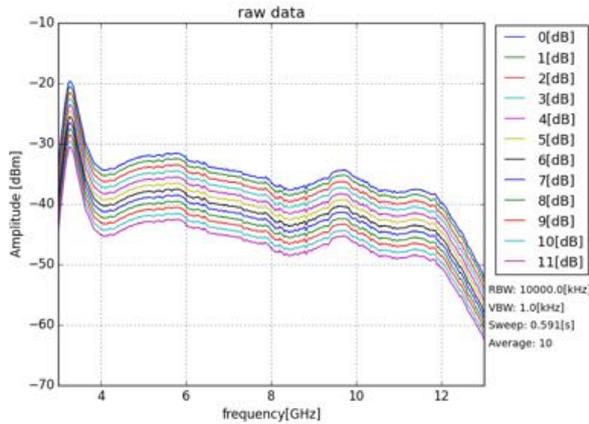


図 7: スペクトルアナライザーで取得したデータ

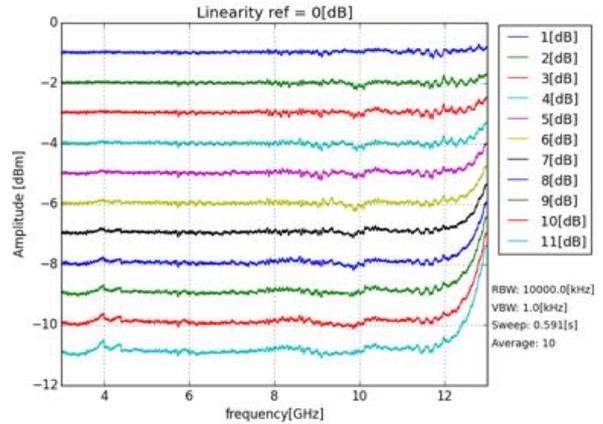


図 9: 差分表示 (StepAtt.=10dB)

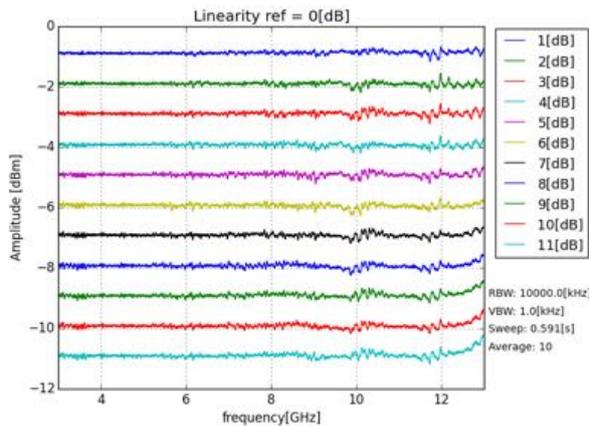


図 8: 差分表示 (StepAtt.=0dB)

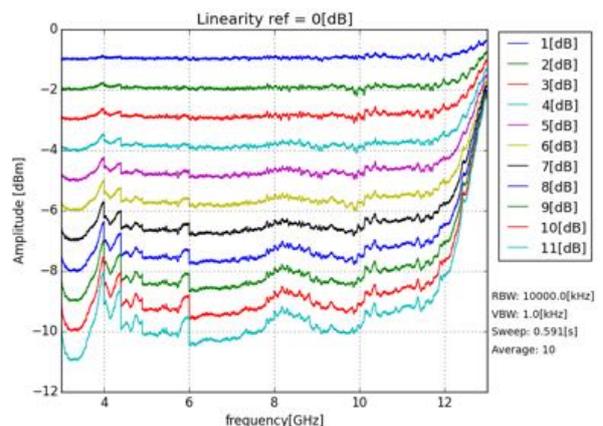


図 10: 差分表示 (StepAtt.=20dB)

ステップアッテネーターを 10 dB に設定してプログラマブルアッテネーターを変化させていった結果が図 9 である。プログラマブルアッテネーターの値が増えていくと徐々に直線から外れてグラフがうねり、間隔も 1 dB からずれてくる。

ステップアッテネーターを 20 dB に設定してプログラマブルアッテネーターを変化させていった結果が図 10 である。直線から大きく外れ、間隔も 1 dB ではなくなっている。このような状況ではリニアリティが崩れていると判断できる。以上からホワイトノイズ発生源のリニアリティは -22 dB から 0 dB で保たれていると判断した。

4 まとめと今後

各コンポーネントの S パラメータの測定からそれぞれが単独で使用できることを確認できた。また、ホワイトノイズのリニアリティが取れている範囲がわかったのでこれを使って IF 系全体のリニアリティを測定し、アンプやミクサーがサチレーションを起こしていないことを確認していく。

この試作機をもとに NASCO の 115 GHz 帯受信機では 4 ビーム × 2 偏波 × 2 系統 = 16 系統の IF 系を製作することになる。そのためよりコンパクトな配置をデザインすることや電源・制御系の準備が今後の課題である。

[目次へ](#)

b3

NASCO計画にむけたNANTEN2制御ソフトウェアの更新

名古屋大学

M1 兵頭悠希

NASCO 計画にむけた NANTEN2 制御ソフトウェアの更新

兵頭 悠希 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

我々は、NANTEN2 望遠鏡を用いた CO(J=1-0) 輝線の超広域サーベイ計画である NASCO(NANTEN Super-CO Survey as Legacy) プロジェクトを推進している。NASCO では、全天の 70%の領域を角度分解能 2.6 分角の高分解能で観測する予定であり、これまで整備が遅れていた全天にわたる CO 輝線のデータセットが提供される。NASCO を 4 年間の運用で実現するためには、広域観測の効率化が極めて重要であり、マルチビーム受信機を用いて高速スキャン観測を行えば達成できる見通しを得ている。観測を実施するため、制御ソフトウェアに求められることは、全天を効率的に観測するために最適化された観測モードを実装すること、また長期にわたる観測期間とマルチビーム受信機による 2TB/day にのぼる膨大なデータを効率良く処理するため、観測オペレーションおよびデータ解析を簡素化することである。NANTEN2 移設当初から使用されている制御ソフトウェアは独自に開発された言語を使用しており、汎用性が低く、さらには現在サポートが終了した Real-Time Linux 上で構築されており、さらなる維持、改修が困難であった。そこで我々は昨年度から計算機のリプレイス、観測プログラムの最適化、制御ソフトウェアの python 化などの更新作業を進めている。すでに計算機の Linux 化が完了しており、制御ソフトウェアの python 化もほぼ完了した。2015 年 12 月に望遠鏡を構成するアンテナやミラーなど各装置の動作試験を実施し、従来と同等の性能に達していることを確認した。現在は観測プログラムの最適化の検討やデータ解析プロセスの設計、検討を進めており、2016 年 9 月のファーストライトを目指す。本公演では制御ソフトウェア更新計画とこれまでの進歩を報告する。

1 Introduction

NASCO (NANTEN2 Super CO survey as legacy) とは、チリ共和国アタカマ高地 (4800m) に設置されている口径 4m の NANTEN2 電波望遠鏡を用いて超広域分子雲サーベイを実施する計画である。これは NANTEN2 望遠鏡から観測可能な全天の 70%の領域の分子雲地図の作成を目標としている。分子雲の全天にわたる地図は未だ存在しておらず、広範囲かつ高分解能 (2.6') の分子雲サーベイは世界初となる試みである。この分子雲地図の作成によって、他波長の観測機器によるデータとの比較研究が可能となり、星形成や超新星残骸など様々な星間現象の解明に貢献できると期待される。

しかし NASCO 計画の実現において、観測効率やデータ処理などの問題でハードウェア、ソフトウェアの両方で現在の NANTEN2 制御システムは適していない。そのため我々は制御システムの更新を最優先で進めている。本集録では、現在までの制御シス

テムの更新を紹介する。

2 章では NASCO 計画の実現における制御システムの要求を示し、3 章では、雛形とする大阪府立 1.85m 望遠鏡システムについて説明する。4.1 章ではハードウェアの更新について、4.2 章では制御ソフトウェアの更新について紹介し、5 章で今後の計画について述べる。



図 1: NANTEN2 電波望遠鏡

2 NASCO 計画の実現に要求される仕様

NASCO 計画の実現に向けて、新制御システムに要求される仕様として以下のことが重要となる。

- マルチビーム受信機の搭載

制御システムにはマルチビーム受信機の搭載によって約 2TB/day まで増加するデータレートを処理するための能力が必要となる。

- マルチビーム観測の最適化

現在の NANTEN2 制御ソフトウェアではシングルビーム観測を行っていたため、マルチビーム観測に対応できていない。したがって、新たに最適なマルチビーム観測を可能とするソフトウェアが必要となる。

- 観測オペレーションの簡素化および自動化

NASCO 計画では長期にわたるルーチ的な観測が想定されており、観測者の作業による負担を軽減するため、また作業の効率化のためにある程度の作業の簡素化および自動化が望ましい。

- データ解析の効率化

膨大なデータ処理はプロジェクトの進行に影響を与え、本質的に重要である。

- 持続的な運用の実現

長期にわたる運用が見込まれるため、装置変更に柔軟な対応が必要とされる。

3 大阪府立大 1.85m 望遠鏡

NASCO 計画にむけた NANTEN2 制御ソフトウェア更新では大阪府立大が中心となって運用している 1.85m 電波望遠鏡 (国立天文台野辺山構内に設置) の制御システム (以下、1.85 制御系) を改良して搭載する。1.85 制御系は Linux/Python を用いており、各種装置の制御、各種ログの記録、簡易解析を含めた観測の自動化を実装している。これを改良することで前述の要求を満たすことができると考えている。

したがって制御ソフトウェア更新は、1.85 制御系を NANTEN2 に対応させるため修正を行うことと、新たなマルチビーム受信機を用いた最適化された観測をおこなう機能の実装することの 2 点に集約される。

4 現制御システムの課題と更新の進捗

4.1 ハードウェアの更新

現在の制御ハードウェア (計算機) における課題とは、計算機の処理速度などの基本性能が不足していることである。現在、使用されている計算機は NANTEN2 計画の開始 (2004 年) と同時に搭載されたものであり、すでに 10 年以上が経過している。このため現在の制御システムを用いた観測は可能であるが、NASCO 計画によるマルチビーム受信機を用いた観測が開始すると、約 2 TB/day の観測データや更新後のソフトウェアによる新たな制御項目により現在の計算機では処理能力が不足してしまう。また、OS に関しても検討が必要であり、現在の計算機で使用している OS は Real-Time Linux を用いている。Real-Time Linux とは時刻同期が重要となる計算機で使用されていた OS だが、すでにサポートが終了している。セキュリティの観点からもサポートが継続している OS を使用することは重要である。

以上の検討から、NASCO 計画の実現に向けて制御システムの更新は急務であり、すでに昨年度から主鏡から受信機までの全ての装置において、データ取得とその処理に用いられている計算機のリプレイスを進めている。(図 2 を参照。)

制御システムの計算機構成	
gate 用	nangate
観測用	necobs
解析用	necanaly
駆動系制御用	necctrl
光学系制御用	necopt
受信機制御用	necrx

図 2: 制御システムの計算機構成

使用される OS はモータ制御に用いられる計算機では Debian、それ以外の計算機では Scientific Linux を採用した。これは 1.85m 望遠鏡のモータ制御ソフトウェアが Debian を想定して作成されていること、それ以外の制御システムでは操作性とセキュリティの観点から選択された。

4.2 制御ソフトウェア更新

現在の観測で使用されている制御ソフトウェアにおける問題点として、ソフトウェアに Alpaca というプログラミング言語を用いていることがあげられる。Alpaca は独自に開発された言語であり、これが用いられたことにより現在の制御ソフトウェアでは新たな観測方法の追加やデータ処理の変更などが難解なものとなり、ソフトウェアの汎用性が低くなっている。また、Alpaca は前述した Real-Time Linux 上で構築されているため、計算機リプレイスで更新された OS 上では現在の制御ソフトウェアをそのまま使用することはできない。

このため、本改修では Alpaca 言語を用いたソフトウェアを廃し、新たに python 言語を用いたソフトウェアを作成し、更新を進めている。制御ソフトウェアは前述した 1.85 制御系の階層構造にならって開発を行う。図 3 は開発する制御ソフトウェアの階層構造である。各階層を簡易的にレイヤーと呼ぶ。



図 3: 制御ソフトウェアのレイヤー図

この階層構造により、各レイヤーのソフトウェア上での役割が定められ、観測オペレーションの実装

およびその自動化、装置変更による制御ソフトウェアなどにおける変更箇所が明確となり、スムーズな開発を見込むことができる。

各種レイヤーの具体的な役割は、

- manager : 自動観測の実装
- observer および operator : 各種観測方法の実装
- controller : 各種望遠鏡装置の統括
- 下位レイヤー : 各種望遠鏡装置の実装

である。

現在は下位レイヤーに含まれるアンテナやドームなど各種望遠鏡装置の制御ソフトウェアの python 化がほぼ完了している。またこれらを用いた observer および operator に含まれるポジションスイッチ観測や OTF 観測など各種観測方法を実施するソフトウェアの作成および試験を進めている段階である。

5 今後の計画

現在も NANTEN2 制御ソフトウェアの更新を進めているが、今シーズンの目標としてシングルビーム受信機を用いた観測を目指す。このため更新された制御ソフトウェアを用いた各種試験を進めており、すでに望遠鏡を構成するアンテナやミラーなど各装置の動作試験を実施し、従来と同等の性能に達していることを確認した。この試験については今後、各種観測方法の実装を行い、2016 年 9 月には科学観測を実施する予定である。また今後の NASCO 計画の実現については、最適なマルチビーム観測の実装、観測オペレーションの簡素化および自動化、データ解析の効率化について検討を進め、開発を進めていく予定である。

[目次へ](#)

b4

NANTEN2新マルチビーム受信機の開発

名古屋大学

M1 堤大陸

NANTEN2 新マルチビーム受信機の開発

堤 大陸 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

我々が運用しているチリ・アタカマ砂漠の 4 m ミリ波/サブミリ波望遠鏡 NANTEN2 では一酸化炭素分子 $\text{CO}(J=2-1, 1-0)$ 輝線の観測を行い、そこで得られた広範囲の観測データを用いて様々な星間現象の解明を進めてきた。今後 H_I の観測データとの比較を行うことによる水素ガスの精密定量を行うことで、星間物質の研究が劇的に進歩すると予想される。しかしその一方で、現在に至るまで数分角程度の分解能で全天をカバーした CO の観測データは未だ作られていない。その現状を受けて、NANTEN2 で現在進行している NASCO(NANTEN2 Super CO Survey as Legacy) 計画では南半球から観測可能な、全天の約 70% をカバーする超広域高感度 CO 観測を目標としている。

これまでに NASCO 計画用の受信機は光学系設計が終了している。その光学設計に基づいて、115 GHz 帯受信部の形状を決定し、熱計算および強度計算等の構造解析を行っている。230 GHz 帯用受信部については現在各コンポーネントの配置を検討し、今後詳細なデザインを決定、同様に解析を行う方針である。またそれと並行して、実際に NANTEN2 望遠鏡に搭載可能なクライオスタットなどの設計を進めている。

1 背景 (NASCO 計画)

CO の観測によって、我々は星形成や超新星残骸等の星間現象をの解明を行ってきた。星間物質の大部分を占めているのは水素ガスのため、 H_I と CO の観測データの比較を行うことで得られる精密な質量分布は、星間物質の研究を劇的に進歩させると予想されている。しかし、全天の H_I の観測データは既に作られている一方で、分子雲の広域観測はこれまでにいくつか行われてきたが、なんてん望遠鏡での NGPS(NANTEN2 Galactic Plane Survey) のデータはナイキストに取れていない、CfA 1.2 m 望遠鏡での観測は分解能が低いなどの問題がある。そのため、星間分子雲の高分解能での超広域観測を行う NASCO 計画を我々は進めている。NASCO 計画の目標は、これまでの分子雲観測を大幅に凌駕し、 $\text{CO}(J=1-0)$ 輝線スペクトルデータを、2.6 分角の分解能で On-The-Fly 観測によるフルサンプリングにより取得することである。最終的には全天のうち NANTEN2 から観測可能な全天の約 70% を観測を行うこの計画のうち、Planck 衛星による観測データから選定した主要な領域 (全天の 37%) を 2 年で観測するのが近い目標である。

2 電波望遠鏡 NANTEN2

我々名古屋大学天体物理学研究室 (A 研) は、南米チリのアタカマ高地に電波望遠鏡 NANTEN2 を所有している。口径 4 m のパラボラアンテナを用いて、100 GHz から 800 GHz までのミリ波・サブミリ波観測を行う。図 1 に NANTEN2 の外観を掲載する。主に一酸化炭素 (CO) 分子の回転輝線の観測を行い、星間空間に星の形成や超新星残骸の研究などに利用されている。また、本研究室の受信機の他にドイツのケルン大学の 460 GHz/810 GHz マルチビーム受信機 SMART での観測も行われている。

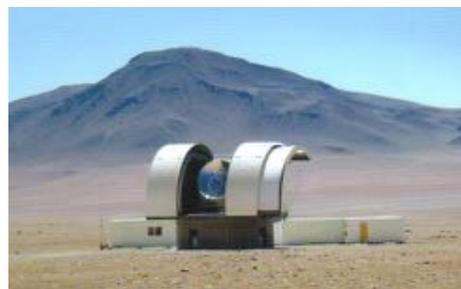


図 1: NANTEN2 の外観

3 マルチビーム受信機

NASCO 計画の観測目標を達成するために、現在 NANTEN2 に搭載中のシングルビーム受信機より観測効率の良いマルチビーム受信機を新たに開発する。

3.1 光学系設計

マルチビーム受信機の光学系設計は、当初ピラミッド型ミラーを採用した、115 GHz 帯 3 ビームと 230 GHz 帯 1 ビームの光学系を検討した。この 4 ビームすべてにおいて開口能率 65 % 以上、エッジレベル-30 dB を目標としたが、ビームの光軸からのズレが大きく、キャビン内に配置するミラーのサイズにも制限があるなどの理由から、これらを達成する事は難しい事が判明した。詳細は第 45 回天文・天体物理若手夏の学校に加藤の報告を参照されたい。

その結果を受けて新たに考案されたのが、冷却ミラーを用いた新たな光学系設計である。この設計では、光軸上に 1 ビームの 230 GHz 両偏波 2SB 受信機、その周囲に 4 ビームの 115 GHz 両偏波 SSB 受信機を配置し各周波数同時受信を行う。開口能率は約 67% 以上、エッジレベルは常温系で 27 dB 冷却系で 15 dB を達成する。

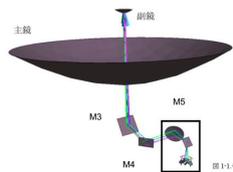


図 2: マルチビーム受信機用の光学設計

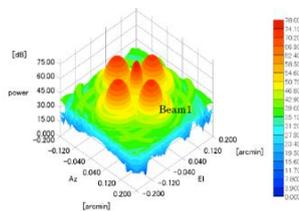


図 3: Az/El ごとのビームパターン

3.2 クライオスタット

図 4、図 5 に光学系設計で定められたクライオスタット内部における各周波数帯受信部の配置を示す。5 つの受信部を光学設計通りに配置するには、これまでのシングルビーム用のクライオスタットでは容積が小さすぎる。そのため、現在 NANTEN2 に搭載されている受信機のクライオスタットもより大型で、かつキャビンに十分収まるものを設計する方針である。さらに、4 K ステージ上に複数のコンポーネントが存在するため、受信機の心臓部である超電導ミキサが十分に冷却されるようにクライオスタット内部の熱計算を行うことを予定している。

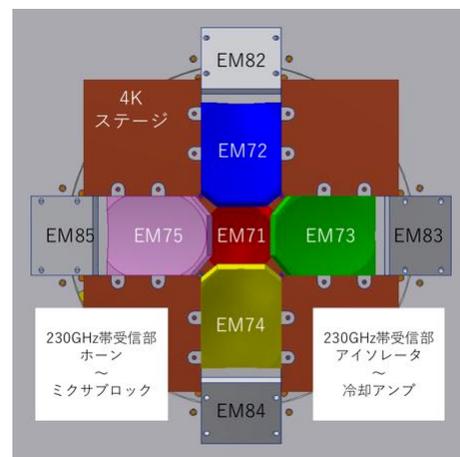


図 4: 上から見た各ミラーの配置

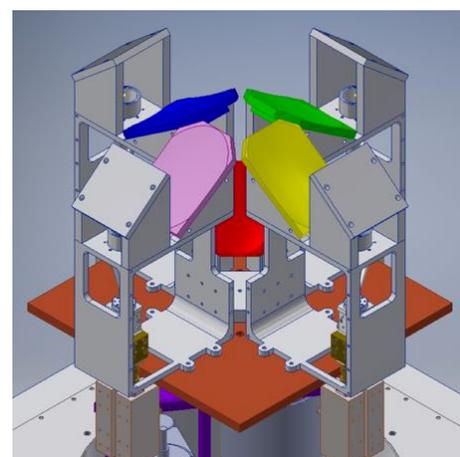


図 5: 4 K ステージ上のコンポーネント

3.3 115 GHz 帯受信部

現在予定している両偏波・SSB 仕様の 115 GHz 帯受信部は、光学設計の要求から冷却ミラーの真下にホーンを配置する。この設計の場合、冷却アンプ等の各部品にトラブルが発生した場合、交換を行うには冷却ミラーを取り外すなどの複雑な作業を行うことになるが、NANTEN2 のある標高 4800m という高地において複雑かつ繊細な作業を行うことは難しい。そこで 115 GHz 帯受信部は、組み立て・メンテナンスの簡易化を目指して、各ビームごとに独立した Gondra と呼ばれる構造を採用している。この Gondra は、2 枚の冷却ミラーおよびコルゲートホーンから冷却アンプまでを連結した一体型となっていて、導波管などの配線と Gondra 固定用のネジを外すだけで、Gondra 一式が取り外し可能となる。

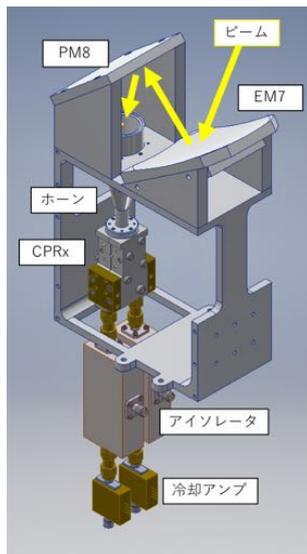


図 6: 115 GHz 帯用受信部用 Gondra

また、各 Gondra に接続されるローカル信号用の導波管、アンプやアイソレーターのバイアス線、IF 信号用のケーブルなどはこれまでのシングルビーム受信機 (1 ビーム・両偏波・DSB) と比べておよそ 10 倍の量になる。この大量のケーブルを Gondra など複数のコンポーネントの存在するクライオスタット内部に上手く配線するために、115 GHz 帯用のバイアスケーブルは、電子基板などに使用されるフラットケーブルを採用する予定である。フラットケーブ

ルの利点は、複数の導線を薄い帯状にまとめることによる取り回しの容易さと、その熱伝導性の低さにより伝熱のカットが可能であるという点である。

また、Gondra 自体のコンパクト化のために、115 GHz 帯受信部用のミキサブロックは長谷川 (大阪府大) が製作した CPRx 採用している。これは 115 GHz 帯の信号を選択通過させる SSB フィルタ、円偏波分離器、ローカルカプラ、着脱式ミキサを直結させたものであり、これまでの組み立て式のミキサブロックと比べ大幅なサイズダウンに成功している。

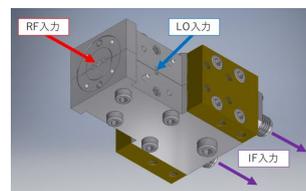


図 7: 長谷川モデルミキサブロック (CPRx)

クライオスタット内部において、数 K という低温状態に置かれる Gondra は、重力による力学的な変形に加えて、熱による変形 (収縮) を無視することはできない。特に、冷却ミラーの設置角度の誤差は、受信機の性能に大きく関わる。図 8 に Gondra 単体の重力による変形のシミュレーションの結果を示す。

重力による変形は、4 K ステージから外側に飛び出している部分の変形によるものであるが、変位量は最大で約 $41 \mu\text{m}$ であり、加工精度よりも十分に小さいことから問題無いとの結論に至った。熱収縮に関しては、Gondra 全体が 4 K まで冷却されると仮定した場合、最大で 1 mm 程度 (高さ方向) 縮むが、実際に冷却を行う場合は、電波窓や 70 K シールドおよび他の Gondra からの輻射に加えて、導波管等の配線からの熱の流入も考慮しなければならない。そのため、詳細な熱計算を今後行うことを予定している。

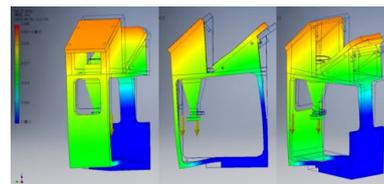


図 8: Gondra の重力による変形

3.4 230 GHz 帯受信部

現在の光学設計では、230 GHz 帯の受信部は光軸上にポインティング用として設置される。この 230 GHz 帯の受信部の仕様は両偏波・2SB であるが、これにより複数の輝線を同時に観測することが可能になり、それを比較することで分子雲の密度・温度を同定することも可能になるという利点もある。230 GHz 帯の受信部は、ミキサに取り付ける磁石による影響がアイソレータおよび冷却アンプに及ぶのを避けるために、分離型のデザインを採用する。図 9 に 230 GHz 帯用受信部のコルゲートホーンからミキサまでの構造を示す。

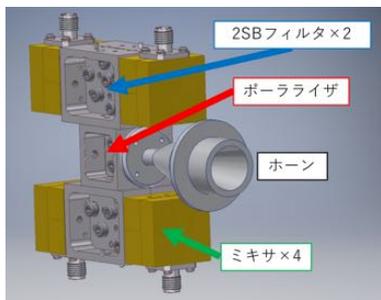


図 9: 230 GHz 帯フロントエンド

ホーンから入力された天体の信号は、円偏波分離器で 2 つの偏波に分けられて 2SB フィルタに入り、USB と LSB の二つの IF(中間周波数信号) として取り出される。今後、クライオスタット内部のコンポーネントとの干渉や配線の構造、熱や重力による変形を検討し、形状を決定する。

4 まとめ

NANTEN2 で行われる超広域分子雲サーベイに向けた、マルチビーム受信機の開発を行うことが決定した。冷却ミラーを用いた 115 GHz 帯 4 ビーム+230 GHz 帯 1 ビームでの光学設計が終了しており、受信機内部の各ビームの受信部の設計を行っている。115 GHz 帯受信部は Gondola を用いたデザインを採用し、今後配線の仕方や熱計算を行う。230 GHz 帯受信部は配置案の検討を進め、詳細な構造が決定し次第、115 GHz 帯受信部同様に配線や熱計算を行う予定で

ある。また、それらのコンポーネントを配置するクライオスタットに関しても、外部との接続部品や望遠鏡へ搭載するためのパーツなどの選定・設計を行い、実際に使用するクライオスタットの製作に取り掛かる予定である。

Reference

黒田 修士論文 2012, 名古屋大学

伊藤 修士論文 2015, 名古屋大学

[目次へ](#)

b5

次世代ガンマ線望遠鏡CTA小口径望遠
鏡カメラの光検出効率の向上に向けた
SiPM用レンズアレイの検討

名古屋大学

M1 朝野彰

次世代ガンマ線望遠鏡 CTA 小口径望遠鏡カメラの 光検出効率向上に向けた SiPM 用レンズアレイの検討

朝野 彰 (名古屋大学大学院 理学研究科)

概要

チェレンコフ望遠鏡アレイ (Cherenkov Telescope Array, CTA) は、宇宙における高エネルギー現象により放射されるガンマ線観測を目的とした国際共同実験である。大・中・小と異なる口径の大气チェレンコフ望遠鏡により、20 GeV–300 TeV の広い観測エネルギー帯域を実現する。また、北・南半球に計 100 台程設置することで広い有効面積を有し、従来よりも 1 桁高いガンマ線検出感度の実現を目指す。CTA により期待される科学成果の一つに銀河系内における宇宙線陽子の加速起源探査があり、これまでのガンマ線観測によって超新星残骸、パルサー風星雲、及び銀河中心は宇宙線陽子を Knee 領域まで加速する有力候補であると考えられている。しかし、現行望遠鏡にて 100TeV 超のガンマ線観測は行われていないため、これら有力候補天体にて Knee 領域まで加速された宇宙線陽子は見つかっていない。CTA の高いガンマ線源検出感度により 100 TeV 超のガンマ線エネルギースペクトルの測定が実現することで、パルサー風星雲における宇宙線陽子加速の有無に迫ると期待されている。我々は 3 種類ある小口径望遠鏡設計の内、Gamma-ray Cherenkov Telescope (GCT) の焦点面カメラを開発している。GCT の光学系は副鏡を採用しているため、焦点面カメラの画像を縮小することでカメラの小型化と製作費用の低減を可能にした。GCT の焦点面カメラには、ガンマ線による電磁シャワー由来のチェレンコフ光 (波長 300–550 nm) に対する高い光検出効率と 1 画素あたりの費用が安価であることが要求される。これら要求を満たす半導体光電子増倍素子 (SiPM) を GCT の焦点面カメラに採用している。しかし、SiPM の隣接する画素間には隙間 (不感領域) があり、10%程度のチェレンコフ光は検出されない。不感領域による光検出効率の損失を最小限に抑えるために、有感領域に入射チェレンコフ光を集光する紫外透過型レンズアレイの作製を提案した。本講演では、紫外透過率が高い光学材料の特性測定、光線追跡ソフトを用いた光学シミュレーションによるレンズアレイ形状の選定、及びレンズアレイ形状の最適化について述べる。

1 CTA 計画

チェレンコフ望遠鏡アレイ (Cherenkov Telescope Array, CTA) は、超高エネルギーガンマ線観測を目的とした国際共同実験である。大・中・小と異なる口径の大气チェレンコフ望遠鏡により、図 1 に示すような 20 GeV–300 TeV の広い観測エネルギー帯域における観測を可能にしている。100 GeV 以下のエネルギー帯域では、フェルミ衛星の観測データも利用することで、6 桁以上の連続したガンマ線エネルギースペクトルを得ることができる。また、北・南半球に計 100 台程設置することで広い有効面積を実現し、従来よりも 1 桁高いガンマ線源検出感度を目指す。

CTA 計画では、銀河系内宇宙線起源や加速機構の解明、暗黒物質の対消滅に起因するガンマ線の検出、ガンマ線バーストにおける高エネルギーガンマ線放射機構の解明などの科学成果が期待されている。宇宙線については Knee と呼ばれる地球への到来頻度のエネルギー依存性が 5×10^{15} eV 付近で変化する領域があるとわかっており、これは銀河系内の宇宙線起源における加速限界が Knee 領域にあることを示唆していると考えられている。この 5×10^{15} eV まで宇宙線陽子を加速している天体を見つけることは、銀河系内の宇宙線源を特定する鍵となる。しかし、荷電粒子である宇宙線陽子は銀河内磁場によって進行方向を曲げられるため、その到来方向から宇宙線起源を特定することはできない。一方で、宇宙

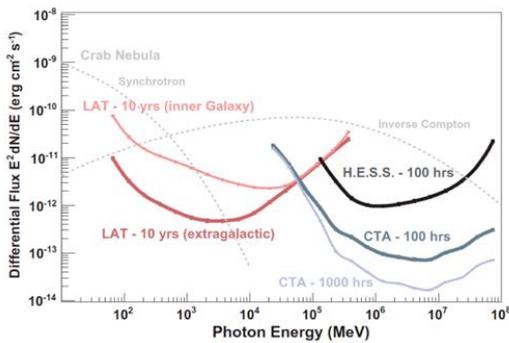


図 1: CTA、H.E.S.S. 望遠鏡、フェルミ/LAT 検出器のガンマ線検出感度曲線 (画像提供: CTA Consortium)

線陽子は周囲の星間ガスとの相互作用で中性パイ中間子 (π^0) を生成し、 π^0 は崩壊してガンマ線を放射する。このガンマ線は、銀河系内磁場の影響を受けないため、宇宙線陽子起源探査に有効であると考えられている。

図 2 に示すように、ガンマ線は地球大気に入射すると電磁シャワーを起し 1° 程の広がりを持つチェレンコフ光を発生させる。これを地上で観測する手段の一つとして、H.E.S.S. や MAGIC、VERITAS といった大気チェレンコフ望遠鏡がある。現在運用中の大気チェレンコフ望遠鏡やフェルミ衛星といったガンマ線観測衛星によって複数個の超新星残骸やパルサー風星雲が発見されている。超新星残骸は銀河系内における宇宙線起源の最有力候補と考えられており、これまでのガンマ線観測から宇宙線陽子が数十 TeV 領域まで加速されている証拠は見つかっているが、Knee 領域まで陽子を加速している超新星残骸の発見には至っていない。一方、パルサー風星雲については電子を $\sim 10^{15}$ eV まで加速していることがわかっており、銀河系内で Knee 領域まで粒子加速が確認されている唯一の天体であるため、銀河系内における宇宙線起源の有力候補天体の一つであると考えられている。しかし、現行望遠鏡の観測エネルギー範囲ではパルサー風星雲にて加速された電子由来のガンマ線が卓越しているため、宇宙線陽子が Knee 領域まで加速されている証拠は見つかっていない。また、銀河中心でも宇宙線陽子を 5×10^{15} eV まで加速している可能性を示唆する観測結果があるが、現行望



図 2: 電磁シャワーの概念図 (H.J.Völk and K.Bernlöhr. 2009)

遠鏡における有効面積の不足によって 100 TeV 超のガンマ線観測は行われていないため決定的証拠は未だにない。CTA の広い有効面積によって 100 TeV 超のガンマ線エネルギースペクトル測定が実現すれば、銀河系内にて Knee 領域まで加速されている宇宙線陽子の有無に迫ることが期待される。

2 GCT の光検出器

CTA の小口径望遠鏡では、3 種類の設計が提案されている。その内 Gamma-ray Cherenkov Telescope (GCT) は、図 3 に示すように主鏡と副鏡の反射鏡と 2,048 画素の焦点面カメラから構成されている。副鏡を用いて焦点距離を短縮して焦点面上の画像を縮小することでカメラの小型化を実現し、望遠鏡製作費用の低減を可能にする。

GCT の焦点カメラに使用する光検出器は、波長 300–550 nm に対して高い光検出効率を持つことが要求される。波長 300 nm 以下の電磁シャワー由来チェレンコフ光は大気で減衰すること、バックグラウンドの主成分である夜光の強度が 550 nm 以上で高いためである。また、多数の画素が必要なため、画素あたりの費用を低減することが要求される。上記の要求を満たす半導体光電子増倍素子 (SiPM) を焦点面カメラに採用している。



図 3: GCT プロトタイプの全体図。図中左側にある 1 枚構成の反射鏡が副鏡で、焦点面カメラと対にある (画像提供: CTA Consortium)。

3 光検出器用レンズアレイ

図 4 に示す GCT で採用を検討している配列型 SiPM の 1 画素には 3 mm の有感領域と 0.2 mm の不感領域が存在し、10% 程度の入射チェレンコフ光は検出されない。このような損失を最小限に抑えるために、入射チェレンコフ光を有感領域に集光する紫外透過型レンズアレイの製作を提案した。本研究では、紫外透過率が高い光学材料の特性測定と光学シミュレーションを用いた紫外透過型レンズアレイ形状の選定、及び最適なレンズアレイ形状の検討をする。

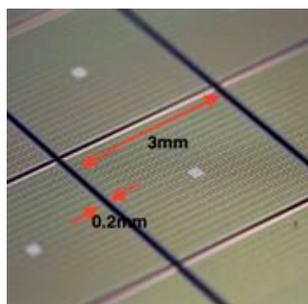


図 4: 浜松ホトニクス社製の多チャンネル SiPM (画像提供: CTA Consortium)。

3.1 光学材料特性の測定

レンズアレイの試作には、紫外線の透過率が高く表面実装しやすい紫外透過型ガラス UVC-200B を使

用する。そのために、UVC-200B の屈折率を偏光分光計 (エリプソメータ、型番: FE-5000) を用いて測定した。図 5 は波長領域 300–800 nm における UVC-200B の屈折率測定結果を示す。420–640 nm に見られる不連続な測定値は測定器機特有の系統誤差と推測される。この不連続領域を除外して、波長 300–700 nm をセルマイヤー分散式

$$n(\lambda)^2 = 1 + \frac{B_1 \lambda^2}{\lambda^2 - C_1} + \frac{B_2 \lambda^2}{\lambda^2 - C_2} + \frac{B_3 \lambda^2}{\lambda^2 - C_3} \quad (1)$$

でフィットした結果が図 6 の実線である。

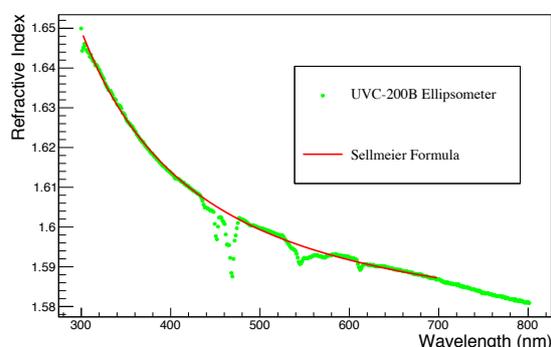


図 5: UVC-200B の屈折率測定結果。丸点は 4 回測定の屈折率平均値を示す。

3.2 レンズアレイの光学シミュレーション

光学材料の測定結果から得た紫外透過型ガラスの屈折率値 (セルマイヤー分散式) を光線追跡ソフト (ROOT-based simulator for ray tracing, ROBAST) に組み込んで、紫外透過型ガラス製レンズアレイ有無での光検出効率を光学シミュレーションにて導出した。SiPM 用レンズアレイ形状候補の一つとして半球型があり、図 6 に示すように焦点面カメラで検出するチェレンコフ光の入射角度 (30°–60°) を考慮して半球形状レンズアレイの光線追跡をした。この光学シミュレーション結果を踏まえて、レンズアレイ有無で光検出効率は相対値にして最大約 10% 程度増加するとわかった。

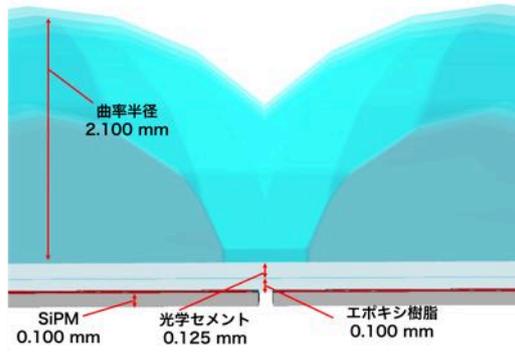
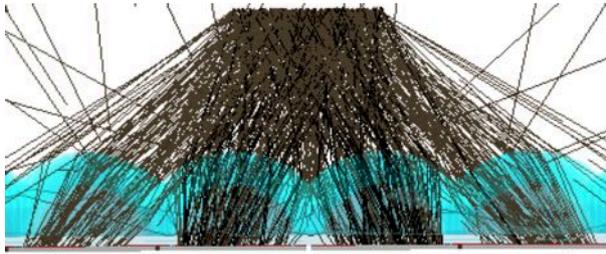


図 6: SiPM (3mm) に使用する紫外透過ガラス製レンズアレイ形状候補の一つ。図中の半球型レンズアレイと SiPM 間にはエポキシ樹脂 (屈折率 1.55) と接着用の光学セメント (屈折率 1.56) がある。他にもレンズアレイ形状の候補として台形型がある。

3.3 レンズアレイ形状の選定

光学シミュレーションの結果を検証するため、次の様な測定を検討している。

1. レンズがある場合、検出器への入射角度に応じて集光効率は変化する。検出器を回転ステージに載せて、レンズアレイ集光効率の入射角度依存性を測定する。
2. 入射光がレンズ内で複数回反射して隣接する画素へ光が混入する可能性があるため、その混入割合を測定する。

上記測定には、GCT 光検出器で採用することを検討している 1 画素がそれぞれ $3 \times 3 \text{ mm}^2$ 、 $6 \times 6 \text{ mm}^2$ の SiPM 計 2 個及び、波長 300–550 nm の光源を用いる。今後は、この検討実験から得た結果と光学シミュレーション結果の整合性を検証し、レンズアレイ採用による光検出効率の向上に関して定量的な結果を得る予定である。

参考文献

F.A.Abaronian, S.V. Bogovlavo and D.Khangulyan, “Abrupt acceleration of a cold ultrarelativistic wind from the Crab pulsar”, Nature(2012)

CTA 計画書 (2014), CTA-Japan

H.J.Völk and K.Berndlöhr (2009) Experimental Astronomy 25 173-191

A.Okumura, K.Noda, R.Cameron, “ROBAST: Development of a ROOT-based ray-tracing library for cosmic-ray telescopes and its applications in the Cherenkov Telescope Array”, Astroparticle Physics 38-47(2016)

日高直哉 (2013) 名古屋大学修士論文

M.Ackermann et.al., “Detection of the Characteristic Pion-Decay Signature in Supernova Remnants”, Nature(2013)

HESS Collaboration*, “Acceleration of petaelectronvolt protons in the Galactic Centre”, Nature(2016)

[目次へ](#)

b6

「あかり」中間赤外線全天マップの表面
輝度の評価方法

名古屋大学

M1 高羽幸

「あかり」中間赤外線全天マップの表面輝度の評価方法

高羽 幸 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

赤外線天文衛星「あかり」は、2006 年 5 月から 1 年 3 か月にわたり、宇宙からの中間・遠赤外線放射を全天スキャン観測した。そのうち、波長 $9\ \mu\text{m}$ バンドは、炭素系のダストである多環芳香族炭化水素 (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon; PAH) からの放射をとらえ、 $18\ \mu\text{m}$ バンドは、高温の微小ダストからの熱放射をとらえる。本研究では、 $9\ \mu\text{m}$ バンドと $18\ \mu\text{m}$ バンドにおける全天マップを作成し、表面輝度とその不定性を評価した。最初に、観測データに対して、装置由来のノイズの補正や、黄道光や月の迷光の除去など、さまざまな補正を全天に渡って適用した。これらの補正を行ったのち、空間ビンごとに、複数回スキャンの平均値と標準誤差から、表面輝度マップと、その誤差マップを作成した。また、典型的な低背景領域において、1 回のスキャンあたりの検出限界を求め、 $9\ \mu\text{m}$ で $70\ \text{mJy}$ 、 $18\ \mu\text{m}$ で $250\ \text{mJy}$ という値が得られた。この値は、打ち上げ前の観測装置の性能 (Onaka et al. 2007) から期待される値と、ファクターの範囲で一致することを確認した。

1 赤外線天文衛星「あかり」

赤外線天文衛星「あかり」は、日本主導で開発された最初の赤外線天文衛星である。2006 年 2 月 22 日に打ち上げられ、同年 5 月から観測を行った。「あかり」の主要なミッションの一つが、宇宙からの中間・遠赤外線放射の全天スキャン観測である。半年で全天を 1 回掃天することができ、衛星内の冷媒が枯渇するまでの 1 年 3 か月の間に、複数回の観測を行った。中間赤外線の全天マップは、波長 $9\ \mu\text{m}$ バンドと $18\ \mu\text{m}$ バンドのそれぞれの観測データを用いた、2 種類のマップから成る。 $9\ \mu\text{m}$ バンドでは、多環芳香族炭化水素 (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon; PAH) からの放射をとらえる。PAH 放射の検出を目的とした全天の掃天観測は、世界で初めてである。また、 $18\ \mu\text{m}$ バンドは、高温の微小ダストからの熱放射をとらえる。

本研究では、 $9\ \mu\text{m}$ バンドと $18\ \mu\text{m}$ バンドにおける観測データに、さまざまな補正を適用し、表面輝度マップを作成した。ここでは、具体的な補正の内容の一部として、装置由来のノイズの補正、黄道光の除去、月の迷光補正を挙げる。表面輝度マップは、ある大きさに区切ったビンごとの、複数回スキャンの平均値とした。また、その誤差は複数回測定 of 標準誤差とした。

2 データの補正と表面輝度マップの作成

2.1 検出器由来のノイズの補正

「あかり」中間赤外線検出器での、信号の読み出し方法を以下に示す。検出器の 1 ピクセルの模式図を、図 1 に示す。図 1 において、光子が入射すると、

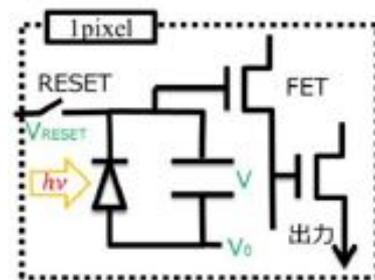


図 1: 「あかり」の中間赤外線検出器 (1 ピクセル) の模式図 (天筒 2014)

コンデンサーに電荷が蓄積される。コンデンサーは、一定時間ごとに電荷がリセットされ、それまでに蓄積された電荷が、信号として読み出される仕組みとなっている。もし、一定の明るさの空で、点源が 1 つ検出された場合、コンデンサー内に蓄積される理

想的な電荷量と、理想的な入射光量の時間依存性は、図 2 の点線のようになる。しかし、コンデンサーの

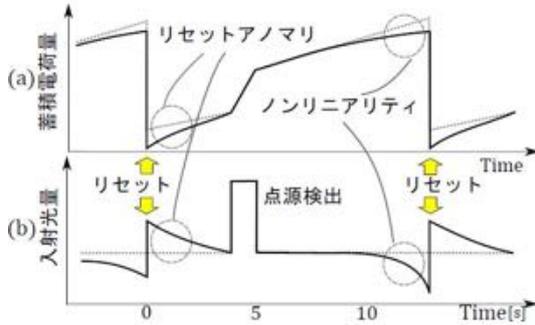


図 2: 一定の明るさの空に、点源が 1 つ検出された時の観測例 (天筒 2014)。(a) コンデンサーに蓄積される電荷量の時間変化。(b) 入射光量の時間変化。(a), (b) ともに、実線はリニアリティ、リセットアノマリの影響を受けた観測データ、点線は本来の観測データを示す。

電荷がリセットされた直後は、回路内のトランジスタに電流が流れて温度が上昇し、温度が戻るまでの間、蓄積電荷量にオフセットがのった状態になる。これをリセットアノマリという。また、電荷が蓄積されるにつれ、検出器間のバイアスが低下し、それに伴い感度も低下する。この現象をノンリニアリティという。これらの現象を改善するために、補正関数を作成して適用した。補正の前後のマップの変化を、図 3 に示す。

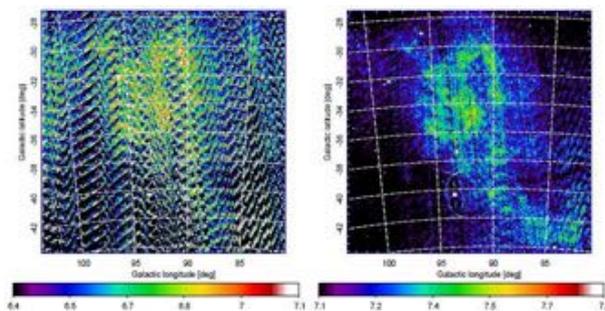


図 3: リセットアノマリ、ノンリニアリティを補正する前後の、 $18 \mu\text{m}$ バンドのマップ (天筒 2014)。左図が補正前、右図が補正後のマップである。銀河座標 $(l, b) = (92^\circ, -36^\circ)$ を中心とする、 $17^\circ \times 17^\circ$ の領域を示している。カラーバーの単位は $[\text{MJy}/\text{sr}]$ 。

2.2 黄道光の除去、月の迷光の補正

赤外線領域における黄道光とは、太陽系内の塵からの熱放射であり、黄道面に沿った強度分布をしている。Kondo et al. 2016 では、「あかり」中間赤外線全天マップから、この強度分布をモデル化した。このモデルを用いて、黄道光の差し引きを行った。この差し引きの前後の $9 \mu\text{m}$ バンドでの表面輝度マップを図 4 に示す。

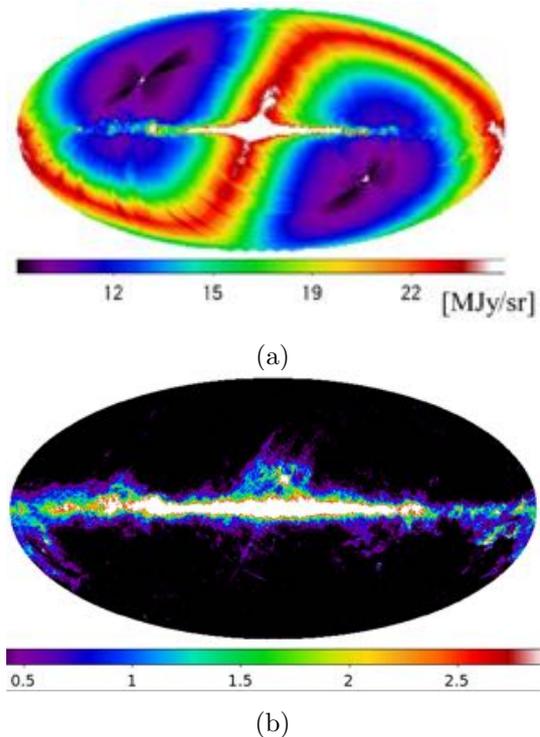


図 4: (a) 黄道光を差し引く前の、 $9 \mu\text{m}$ バンドの全天マップ (天筒 2014)。銀河座標系で示す。水平方向に広がった成分は銀河面で、それに交わる成分が黄道光である。(b) 黄道光成分を除去した、 $9 \mu\text{m}$ バンドの全天マップ (近藤 2015)。(a), (b) ともに、カラーバーの単位は $[\text{MJy}/\text{sr}]$ である。

月の迷光の影響は、望遠鏡の視野内に月が入っていないのにも関わらず、月からの光が入射し、検出器の出力が飽和してマップとして使用できないデータとなってあらわれる。そこで、月の迷光パターンを示すテンプレートを作成し、迷光の影響をマップから差し引いた。差し引き誤差が大ききところをマスクすることで補正した。この補正を適用する前後

のマップを、図 5 に示す。

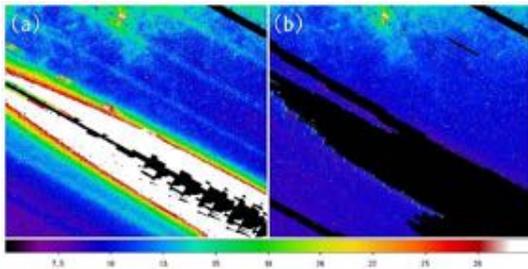


図 5: (a) 視野外の月からの入射光の影響を受けた領域。白い部分が、飽和して使用できなくなっている。(b) 月の迷光の影響を補正し、補正しきれない部分にマスクを適用した画像 (毛利 2011)。カラーバーの単位は [MJy/sr] である。

2.3 表面輝度マップと誤差マップの作成

生データに補正をかけ、偽の信号の寄与を落としたデータを用いて、表面輝度のマップを作成する。 $4.68'' \times 4.68''$ のスケールでビンを切り、ビンごとの複数回の測定値を調べる。表面輝度は測定値の平均値とし、その誤差 I_{err} は式 (1) で計算した標準誤差とした。ただし、 σ は測定値の標準偏差、 N は測定回数である。

$$I_{\text{err}} = \frac{\sigma}{\sqrt{N}} \quad (1)$$

3 結果

3.1 表面輝度マップと誤差マップの作成

作成した表面輝度マップと、式 (1) で評価した誤差マップのサンプルを、図 6、7 に示す。ここで示すのは、典型的な低背景領域である、銀河座標 $(l, b) = (210^\circ, 45^\circ)$ を中心とする、 $3^\circ \times 3^\circ$ の領域である。

4 議論

作成した表面輝度のマップの精度を評価するため、1 回のスキャンで決まる、天体の検出限界を計算す

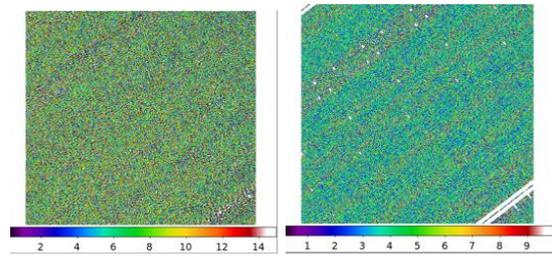


図 6: (左図) $9 \mu\text{m}$ バンドのマップの表面輝度マップ。(右図) 同じ領域の誤差マップ。領域は、銀河座標 $(l, b) = (210^\circ, 45^\circ)$ を中心とする、 $3^\circ \times 3^\circ$ の範囲。カラーバーの単位は [MJy/sr]。

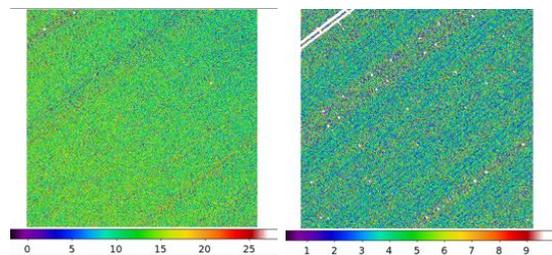


図 7: (左図) $18 \mu\text{m}$ バンドのマップの表面輝度マップ。(右図) 同じ領域の誤差マップ。領域は図 6 と同じ。カラーバーの単位は [MJy/sr]。

る。作成した表面輝度マップに対し、天体の写っていない背景でピクセル間のばらつき σ_{sky} を計算する。ここで σ_{sky} は、ショットノイズや検出器の読み出しノイズを反映している。PSF (Point Spread Function) のサイズで、背景領域におけるノイズ N を計算する。PSF サイズは、Onaka et al. 2007 より、 $9 \mu\text{m}$ バンドで $5.5''$ 、 $18 \mu\text{m}$ バンドで $5.7''$ とした。シグナルノイズ比 S/N が 5 以上のフラックスを天体とみなすと、天体からのフラックスの検出限界は、波長 $9 \mu\text{m}$ バンドで 70 mJy 、 $18 \mu\text{m}$ バンドで 250 mJy となった。打ち上げ前の観測装置の性能評価 (Onaka et al. 2007) では、 $9 \mu\text{m}$ バンドで 50 mJy 、 $18 \mu\text{m}$ バンドで 120 mJy であり、得られた値はファクターの範囲で一致している。よって、本研究で作成したマップは、打ち上げ前に期待された精度を満たしている。

5 まとめ

赤外線天文衛星「あかり」の、全天スキャン観測データを用いて、波長 $9\ \mu\text{m}$ バンドと $18\ \mu\text{m}$ バンドにおける全天マップを作成した。検出器由来のノイズの補正、黄道光の差し引き、月の迷光のマスクなどを、観測データに対して適用させ、マップの精度を上昇させた。そして、補正後のデータを用いて、表面輝度マップと誤差マップを作成した。検出限界は、サンプル領域で 1 スキャンあたり、波長 $9\ \mu\text{m}$ バンドで $70\ \text{mJy}$ 、 $18\ \mu\text{m}$ バンドで $250\ \text{mJy}$ であった。Onaka et al. 2007 と比較すると、本研究で作成したマップは、打ち上げ前に期待された精度を満たしていることを確認した。

Reference

Kondo et al. 2016, AJ, 151, 71

Onaka et al. 2007, PASJ, 59, 543

天筒 智也 修士論文, 2014, 名古屋大学

近藤 徹 博士論文, 2015, 名古屋大学

毛利 彰男 修士論文, 2011, 名古屋大学

[目次へ](#)

c1

外部からの電気パルスで変調駆動できる
可搬型X線発生装置の開発

東京理科大学

M2 西田和樹

外部からの電気パルスで変調駆動できる可搬型 X 線発生装置の開発

西田 和樹 (東京理科大学大学院 理学研究科)

Abstract

我々は針葉樹型カーボンナノ構造体 (CCNS) とガス電子増幅フォイル (GEM) を用いてまったく新しい X 線発生装置を製作して動作確認を行ったので、実証結果について報告する。GEM に 100 V の電圧を 600 ns の幅のパルスで印加することで、同様に 600 ns の幅のパルスで X 線を発生させることに成功した。さらに CCNS にかける電場を 67 kV/cm まで上昇させると 1.2 mA の電流を引き出すことができた。これは実際に衛星に搭載されている MXS の 10^2 倍の X 線フラックスに相当する。

1 導入

X 線を用いた天体観測は、X 線が地球の大気で吸収されてしまうために、検出器とその較正装置を人工衛星に搭載する必要がある。検出器のエネルギー較正を行うには、特性 X 線などの既知のエネルギーをもつ X 線を検出器に入射させる必要がある。一般的には ^{55}Fe などの放射性同位体を搭載する。しかし、その X 線発生タイミングはポアソン揺らぎにしたがいランダムになるため、X 線発生のタイミングを知ることが重要となる検出器の較正、例えばガス中での電子ドリフト速度の較正が重要となる Time Projection Chamber 技術を用いた X 線偏光計 (J. K. Black, et al. 2007) には、利用できない。我々が開発している、電気パルスで変調駆動できる小型の X 線発生装置 (Modulated X-ray Source; MXS) を使うと、外部の電気信号によりナノ秒単位で X 線の発生を制御できるので、X 線・ガンマ線天文衛星の分野で、にわかに注目を集めている。

一般的な X 線発生装置では、フィラメントを加熱して熱電子を発生させ、その熱電子を電圧により加速してターゲット金属に衝突させることで、特性 X 線や制動放射線を得る。この構造で X 線を ON/OFF の発生がとまらず、加速電圧は X 線を発生させるのに 10 kV 以上の高電圧を用いるため、どちらも高速で行うことが難しく、数秒単位での制御になってしまう。一方、MXS では外部からの定電圧電気パルスで駆動する冷陰極電子源を利用するため、任意のタイミングでの X 線制御ができる (K. Gendreau, et al. 2012)。現在、様々なタイプの MXS が開発されてい

るが、我々は将来の衛星計画での搭載に向けて、針葉樹型カーボンナノ構造体 (CCNS) とガス電子増幅フォイル (GEM) を組み合わせたものを電子源とした MXS (CCNS-MXS) を製作した。CCNS の走査型電子顕微鏡 (SEM) 写真を図 1 に示す。CCNS は炭素原子で構成され、ナノメートルオーダーの構造をもち、10 kV/cm 程度の電場をかけると電界放出により電子を放出する (H. Wo, et al. 2008)。GEM は厚さ 100 μm 以下の絶縁体 (液晶ポリマー) の片面に 5 μm 厚の銅極板が付いており、 $\phi 300 \mu\text{m}$ の穴が規則正しく並んだ構造をしている (T. Tamagawa, et al. 2009)。GEM は 100 μm 以下と薄いため、GEM に 100 V の電圧を印加すると、GEM の穴の中では 10 kV/cm 以上の電場が生成される。そのため、図 2 のように、CCNS に GEM を押し付け、GEM に 100 V 程度の電圧を加えるだけで、電界放出に必要な 10 kV/cm 以上の電場が GEM の穴の中に入った CCNS に加えられ、電子が放出される。この電子をするには熱電子か、電子を加速する電圧 (加速電圧) ターゲット金属に衝突させることで X 線が発生する。GEM に印加する 100 V 程度の電圧であれば、トランジスタを用いた回路により容易にナノ秒オーダーでの ON/OFF ができるので、X 線を任意のタイミングで発生させることができる。従来の MXS では、冷陰極電子源からの得られる電子量が少なく、高圧電源を用いる増幅機構が必要であった。CCNS-MXS は、CCNS から十分に多くの電子が得られるので増幅機構と高圧電源を要さず、衛星計画に重要な軽量化・縮小化が期待できる。我々は原理実証をするた

めに、CCNS-MXS を製作して X 線エネルギースペクトルやカウントレートの測定を行った。

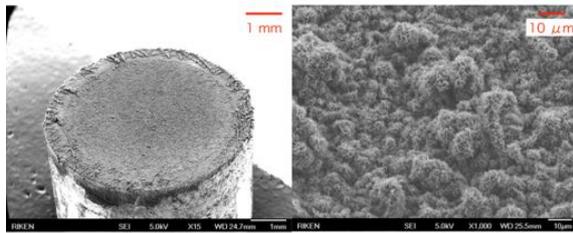


図 1: CCNS の SEM 写真。左: 倍率 15 倍。φ6 mm の基板上に CCNS が製膜されている。右: 倍率 1,000 倍。炭素が針葉樹型を形成している。この針葉樹の先端には数マイクロメートルの細さのカーボンナノチューブなどが形成されている。

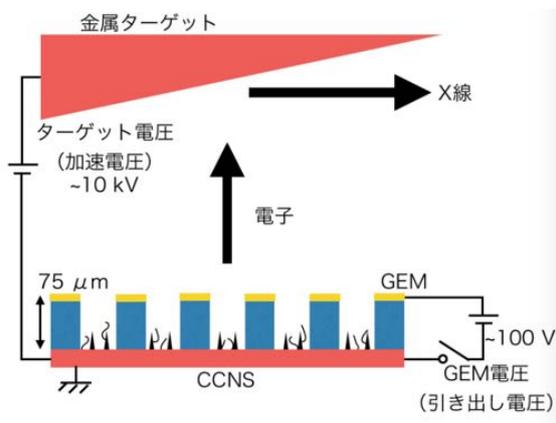


図 2: CCNS-MXS 内部の概略図。CCNS-MXS 内部は電子・X 線が気体分子と衝突することを防ぐため、 10^{-7} Torr の真空中に保たれている。

2 製作

図 3 に制作した CCNS ホルダの写真を示す。CCNS ホルダは直径 26 mm の円柱で、中心に直径 6 mm の CCNS、そこにかぶさるように 75 μm 厚で有感領域

が直径 2 mm の GEM が設置されている。CCNS は産業技術総合研究所に製作・提供してもらった。図 3 の上に見えるプレートに電圧を印加し、GEM の上側を高電圧にする。このとき、GEM の上下は絶縁されているため、GEM の穴の中に高電場が形成され、CCNS から電子が発生する。この CCNS ホルダを ICF114Cube のチャンバ内に設置し、チャンバ内を 10^{-7} Torr に真空引きした。ターゲット金属には純度 99.9% の Ti (特性 X 線のエネルギーは K_{α} 4.5 keV、 K_{β} 4.9 keV) を用いた。



図 3: 製作した CCNS ホルダ。φ6 mm の大きな CCNS に φ2 mm の小さな有感領域を持つ GEM をかぶせている。中心部に見えるメッシュが GEM の有感領域部分。

3 実験セットアップ

実験セットアップを図 4 に示す。CCNS 表面と Ti ターゲット中心の距離は直線導入器により調整できる。ターゲットは Be 窓から得られる X 線を増やすために 45° をなすように設置した。電子と X 線が気体粒子と衝突することをふせぐため、チャンバ内は真空引きをして 10^{-7} Torr 台の真空度に保った。また、Ti ターゲットの温度が上昇するとアウトガスにより真空度が変化するので、温度の急上昇を真空度でモニタしていた。GEM の厚さは 75 μm、加速電圧を 10 kV に固定して、引き出し電圧を増加させて X 線の発生を確認した。X 線は、Si-PIN X 線検出器 Amptek XR-100CR (有感領域 13 mm^2 、厚さ

500 μm) とデジタル信号処理、MCA、電源が一体化した Amptek PX5 を用いて検出した。

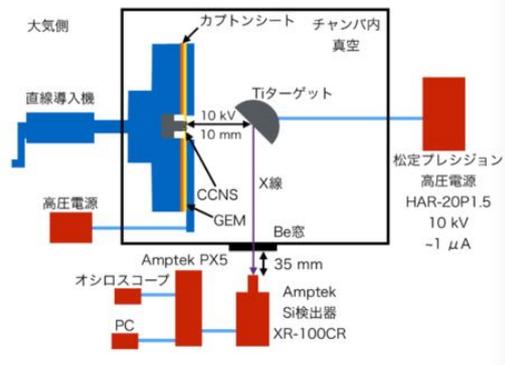


図 4: 実験セットアップ。チャンバ内は真空になっている。チャンバ本体は 1 辺 114 mm の立方体。直線導入器で CCNS と Ti ターゲットの距離は変更することができる。

4 実験と結果

加速電圧を 10 kV に保ったまま、GEM に印加する引き出し電圧を徐々に大きくしていくと、80 V (10.7 kV/cm) から X 線の発生が確認できた。引き出し電圧を上げていくと X 線のカウントレートが指数関数的に増加した。引き出し電圧を 80 V よりも低くすると X 線が発生しなくなった。このことから、100 V 程度の電圧であれば、トランジスタを用いればマイクロ秒オーダーで容易に ON/OFF 制御が可能であるので、MXS として利用できることが実証できた。図 5 に引き出し電圧 140 V での 5 秒間積分のスペクトルを示す。一番大きなピークは Ti の K_{α} 特性 X 線 (4.5 keV)、二番目のピークは Ti の K_{β} 特性 X 線 (4.9 keV)、連続成分は制動放射線である。このときの X 線のフラックスは 1.31×10^6 counts/sr/s で、Ti ターゲットに流れていた電流は高圧電源の電流計での読み取り最小値 1 μA 未満であった。また、圧力の大きな上昇がみられなかったため、加速電子の衝突による Ti ターゲットの急激な温度上昇はなかったと判断した。図 6 にカウントレートの時間変化を示す。数十秒間に桁での大きな変動を示して、カウ

ントレートは安定しなかった。この原因について以下のように推察する。CCNS に加える電場が小さいと、CCNS 全体からは電子が放出されず、特に細くて電場が集中しやすい一部分のみが電界放出をおこす。すると、その部分的な CCNS がカウントレートを支配することになる。発生した電子がアウトガスなどを電離してイオンを生成し、そのイオンが CCNS の構造を損壊することがある。このときカウントレートを支配していた部分が破損すると、CCNS の部分的な破損であってもカウントレートが大きく変化してしまう。一方で、電場を大きくすると CCNS 全体から電子が放出されるようになり、CCNS の部分的な損壊だけでは、カウントレートが大きく変化しなくなり、安定度が増加すると思われる。この推察を検証するために、CCNS 単体で図 6 の実験の 5 倍 (50 kV/cm) の電場を加えて、数 μA の電流を引き出す実験を行った。このとき、加速電圧は 2 kV に固定して X 線が発生しないようにしていた。その結果を図 7 に示す。引き出される電流の変化は、1 万秒程度の時間では、最大でも倍程度に抑えられていた。電流と、発生する X 線のカウントレートは比例すると思われるので、この実験結果から、引き出し電場を大きくして X 線のカウントレートを上昇させると、カウントレートの安定度が増すと推測できる。

5 結論

CCNS と GEM を組み合わせて電子源とした MXS を製作し、実証実験を行った。80 V 以上の引き出し電圧で X 線を発生させることに成功し、引き出し電圧を高速で ON/OFF すれば X 線をナノ秒オーダーで制御できることが実証できた。引き出し電圧 140 V で 1.31×10^6 counts/sr/s のフラックスの X 線が得られた。しかし、20 kV/cm 程度の電場ではカウントレートが桁で変動して安定しなかった。電場を 50 kV/cm と 5 倍程度まで大きくした CCNS 単体での実験では、CCNS から引き出される電流の時間変化を 1 万秒間で倍程度にまで抑えられることが確認された。このことから、X 線のカウントレートは、引き出し電場を大きくすれば安定させられることが推察できた。今後は、GEM の穴径、厚さ、ピッチによって電場を最適化する。

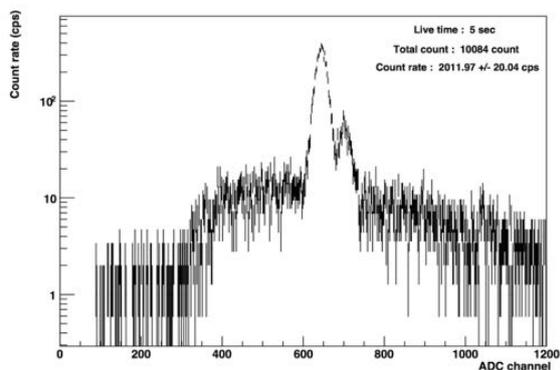


図 5: 引き出し電圧 140 V(18.7 kV/cm)、加速電圧 10 kV での 5 秒間積分のスペクトル。第一、第二ピークはそれぞれ、Ti の K_{α} 4.5 keV、 K_{β} 4.9 keV であり、連続成分は制動放射。

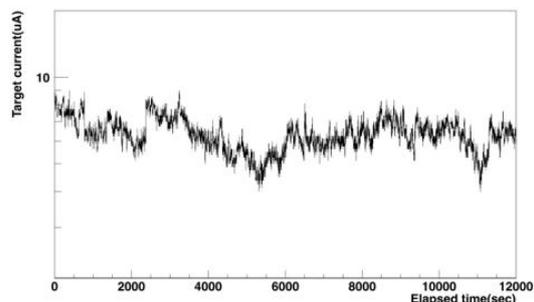


図 7: CCNS 単体、引き出し電場 50 kV/cm でのターゲットに流れた電流の時間変化。1 点は 60 秒間ごとの平均電流値。

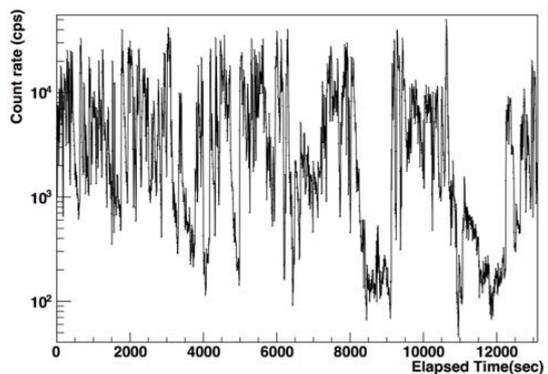


図 6: 引き出し電圧 140 V(18.7 keV/cm)、加速電圧 10 kV でのカウントレートの時間変化。1 点は 5 秒間ごとの平均カウントレート。

に感謝いたします。

7 参考文献の書き方

K. Gendreau, et al. 2012, SPIE

H. Wo, et al. 2008, 特開 2008-150253 炭素膜および炭素膜構造

T. Tamagawa, et al. 2009, Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A

J. K. Black, et al. 2007, Nuclear Instruments and Methods in Physics Research

6 謝辞

本研究に当たって、玉川先生をはじめ、玉川高エネルギー宇宙物理研究室のみなさまには、広範に渡りご協力を頂きました。この場を借りてお礼を申し上げます。産業技術総合研究所の鈴木さん、加藤さん、志岐さんには CCNS とその取り扱いに関するノウハウを教えてくださいました。ここに感謝の意を表します。また、京都大学基礎物理学研究所(研究会番号:YITP-W-15-04)及び国立天文台からのご支援

[目次へ](#)

c2

近赤外線検出器の概要と SWIMS の検出
器性能評価
東京大学
M2 寺尾恭範

近赤外線検出器の概要と SWIMS の検出器性能評価

寺尾恭範 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

近赤外線検出器は光電効果を利用して天体からの光子を検出し、その後増幅や A/D 変換を行いデジタルカウントに変換して出力する。近赤外線観測で高い S/N を得るには、検出器システムの読み出しノイズを低減することが重要である。今回我々は 2 つのデュワーを用いて近赤外線観測装置 SWIMS の検出器システムの読み出しノイズ評価試験を行った。その結果、検出器の複数台同時駆動時にはフラットケーブル間の干渉によりノイズが増大するが、シールド加工を施したケーブルを用いることで解消されることが判明した。画像取得には Fowler sampling を採用し、読み出し回数 n_{read} を増やすことでノイズは減少する。SWIMS メインデュワーでの試験により、複数台同時駆動時においても読み出しノイズは $n_{\text{read}} = 64$ で $4.1\text{--}4.6 e^-$ r.m.s. となり、SWIMS の要求性能 ($> 14 e^-$ r.m.s.) を達成できることが確かめられた。

1 Introduction

1.1 SWIMS

我々のグループでは東京大学アタカマ天文台 (TAO) 6.5 m 望遠鏡の第 1 期装置として、近赤外線 2 色同時多天体分光装置 SWIMS (Simultaneous-color Wide-field Infrared Multi-object Spectrograph) を開発している。SWIMS の特長のひとつは、ダイクロイックミラーを用いて $0.9\text{--}2.5 \mu\text{m}$ の近赤外線を短波長側 ($0.9\text{--}1.4 \mu\text{m}$) と長波長側 ($1.4\text{--}2.5 \mu\text{m}$) に分割して行う 2 色同時観測である。これにより一度に広い波長域のスペクトルを取得することが可能となり、観測効率が向上する。さらに、同一の観測条件で取得することでキャリブレーションを容易に行うことができる。分割された短波長側と長波長側の光はそれぞれ 2 台ずつ (将来は 4 台ずつ) の HAWAII-2RG (HgCdTe Astronomy Wide Area Infrared Imager with $2k \times 2k$ resolution, Reference pixels and Guide mode) 検出器により検出される。このような特長を活かして高精度の科学観測を行うためには、検出器の性能を正しく評価することが重要である。

1.2 近赤外線検出器の原理

近赤外線検出器の検出原理は光電効果であり、可視光観測などで広く用いられる CCD 検出器と同様で

ある。検出器のフォトダイオードに一定以上のエネルギーを持つ光子が入射すると、原子核に束縛されている電子が価電子帯から伝導帯へ励起されて電子と正孔の組ができる。これにより生じる電圧が検出器から出力され、読み出し回路による増幅や A/D 変換などの過程を経て最終的なカウントが得られる。電子と正孔の組を発生させるために必要な光子の最低エネルギーは価電子帯と伝導帯のエネルギーギャップ E_G に依存し、物質によって異なる。光子のエネルギーはプランク定数 h と光速 c 、波長 λ を用いて

$$E = \frac{hc}{\lambda} \quad (1)$$

と表される。したがって、 $E = E_G$ となる波長 λ_c が存在する。これをカットオフ波長と呼び、これよりも長い波長の光は検出できない。SWIMS に搭載されている HAWAII-2RG 検出器のカットオフ波長は $\lambda_c = 2.5 \mu\text{m}$ である。

1.3 読み出しノイズ

近赤外線検出器の重要な評価項目のひとつが読み出しノイズ $\sigma_{\text{read}} [e^- \text{ r.m.s. / pix}]$ である。可視、赤外の観測では信号雑音比 S/N が 5 以上であれば天体が検出できたとされることが多い。このとき、ピクセルあたりのノイズ成分は

$$N_{\text{noise}} = \sqrt{n_i t + n_{\text{sky}} t + n_{\text{dark}} t + \sigma_{\text{read}}^2} \quad (2)$$

と書くことができる。ここで、 n_i と n_{sky} はそれぞれ単位時間あたりの天体からの入射光子数、背景放射の光子数であり、単位は $e^-/\text{s}/\text{pix}$ である。 $n_{\text{dark}}[e^-/\text{s}/\text{pix}]$ はピクセルあたりの暗電流、 $t[\text{s}]$ は積分時間であり、暗電流が無視できるほど小さい場合、ノイズ成分のほとんどは入射光子のポアソンノイズと読み出しノイズで占められる。読み出しノイズが生じる要因は、検出器出力電圧の増幅や A/D 変換の際に発生するランダムノイズやリセットノイズ、外部から混入するノイズなどであり、S/N の良い観測のためには可能な限り読み出しノイズを小さくする必要がある。

以下では SWIMS 検出器システムの読み出しノイズ評価試験の結果を示す^[1]。

2 Methods & Instruments

2.1 要求性能

SWIMS の読み出しノイズに対する要求性能は、背景光のノイズが最も小さくなる分光観測においても読み出しノイズが支配的にならないという要請から計算される^[2]。すばる望遠鏡での J バンドの背景光は $16.3 \text{ mag}/\text{arcsec}^2$ であるが、この中には OH 夜光輝線が多数含まれており、Iwamura et al. (2001) によれば OH 夜光の無い波長域では背景光は 4% 以下になる^[3]。したがって、ここでは背景光の大きさとして $19.8 \text{ mag}/\text{arcsec}^2$ を用いる。この背景光の下で 1000 秒積分を行った時の背景光のポアソンノイズが読み出しノイズと等しくなるという条件を課すと、SWIMS の読み出しノイズへの要求は $\sigma_{\text{read}} < 14e^- \text{ r.m.s.}$ となる。

2.2 測定方法

読み出しノイズ測定には Fowler sampling^[4](図 1) によって生成された Correlated Double Sampling (CDS) 画像を用いる。露出前後に n_{read} 枚ずつ画像を取得し、それぞれを平均した画像の差分を取ることで最終的な CDS 画像が得られる。画像取得時には光を入れず、露出時間 t_{exp} は 0 秒に設定する。2 枚の CDS 画像から差分画像を作成し、 $\sqrt{2}$ で割ることで読み出

しノイズ測定用画像を得る。測定用画像のピクセルカウントの標準偏差を算出し、変換係数 $g_c[\text{ADU}/e^-]$ (今回の試験では $g_c \sim 2.28$) を掛けることで読み出しノイズが得られる。理想的には $\sigma_{\text{read}} \propto n_{\text{read}}^{-0.5}$ であり、 n_{read} を増やすにつれて読み出しノイズは減少する。

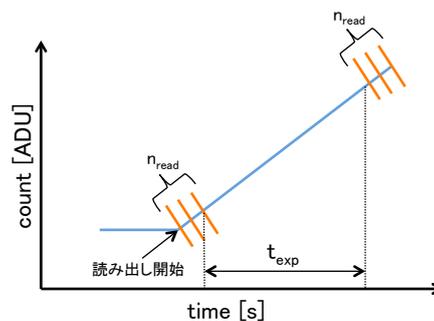


図 1: Fowler sampling の概念図。 t_{exp} 秒の露出の前後に n_{read} 枚ずつ画像を読み出して CDS 画像を生成する。1 枚の読み出しに要する時間は約 1.48 秒。

2.3 試験環境

試験は試験用デューワーと SWIMS メインデューワーの 2 つの環境で行った。検出器はデューワー内部に設置され、真空冷却化で駆動する。読み出し回路の SIDECAR ASIC と専用ボードの JADE2 Card とはフラットケーブルで接続され、USB ケーブルで接続された PC から制御される。SIDECAR ASIC と JADE2 Card の間のフラットケーブルはシールド加工の有無が異なる 2 種類を用いた。後述するように、シールドの有無により検出器を複数台同時に駆動したときの読み出しノイズが大きく異なる。

SWIMS メインデューワーでの試験時には検出器温度が $\sim 100 \text{ K}$ と高く暗電流の影響が大きいため、HAWAII-2RG 検出器に搭載されている参照ピクセルのみを用いて読み出しノイズを測定する。参照ピクセルは光子を検出しないピクセルであり、読み出し回路は通常のピクセルと共通である。

3 Results

3.1 試験用デューワーでの結果

試験用デューワーの環境を図 2 に示す。図 3 は検出器を 2 台同時に駆動したときの CDS 画像である。シールド無しのフラットケーブルを用いた場合、ケーブル間の干渉により CDS 画像に短周期 (~ 5 Hz) のノイズパターンが現れる。このとき、読み出しノイズは $\sim 92 e^-$ r.m.s. であり検出器単体駆動時 ($\sim 24 e^-$ r.m.s.) よりも 4 倍近く大きくなっている。シールド加工を施したフラットケーブルを用いるとこのパターンは解消され、読み出しノイズは $\sim 33 e^-$ r.m.s. となる。 n_{read} を増やすにつれてノイズは減少し、 $n_{\text{read}} = 32$ のときには $\sim 4.3 e^-$ r.m.s. となり SWIMS の要求性能を満たす。一方で、同時駆動時の画像に存在する多数の縦線は残っている。

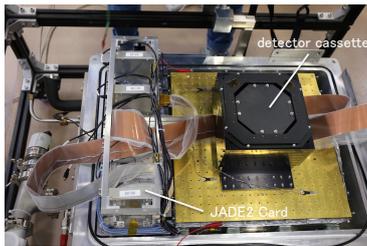


図 2: 試験用デューワーのセットアップ。検出器カセットには HAWAII-2RG 検出器と SIDECAR ASIC が 2 台ずつ搭載され、フラットケーブルにより JADE2 Card と接続される。検出器カセットは ~ 80 K、JADE2 Card は室温の真空下で駆動する。

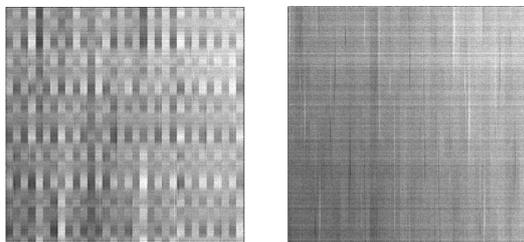


図 3: 光を入れずに取得した CDS 画像 (積分時間 1.48 秒)。左がシールド無し、右がシールド有りのフラットケーブルを用いた時のもの。

3.2 SWIMS メインデューワーでの結果

表 1 に SWIMS メインデューワーでの環境 (図 4) で参照ピクセルを用いて測定した読み出しノイズを示す。図 5 は読み出しノイズと n_{read} の関係である。検出器 4 台のうち 1 台はパッドピクセルの影響が大きいので、他 3 台の結果のみを示してある。2 台同時、4 台同時駆動時のノイズにほとんど差はなく、 $n_{\text{read}} = 64$ で $4.1\text{--}4.6 e^-$ r.m.s. となる。こうして、検出器複数台同時駆動時にも Fowler sampling を用いることで十分小さな読み出しノイズを達成できることが確かめられた。

単体駆動時と同時駆動時の CDS 画像 (図 6) を比較すると、同時駆動時の画像には依然として縦線が見られる。検出器の駆動パラメータを様々に変えて調べた結果、このノイズパターンはそれぞれの検出器でリセットを行うタイミングがわずかにずれていることが原因であると考えられる。それぞれの JADE2 Card を物理的に接続し、同期することで改善が期待される。

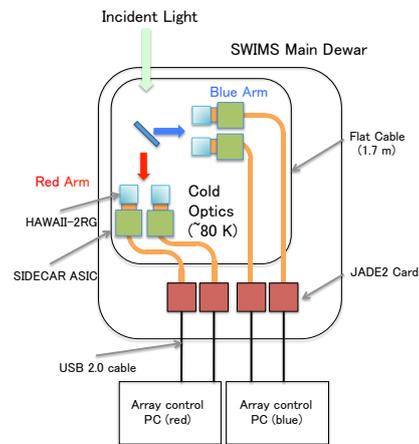


図 4: SWIMS メインデューワーのセットアップ概要図。デューワー内は真空に保たれ、検出器と SIDECAR ASIC は光学ベンチに搭載され冷却駆動される。JADE2 Card はデューワーの内壁に取り付けられ、USB ケーブルを介して制御 PC と通信する。

表 1: 参照ピクセルを用いて測定した読み出しノイズ

HAWAII-2RG		#191			#196			#206		
SIDE CAR ASIC		#46			#54			#52		
# of driving HAWAII-2RGs		1	2	4	1	2	4	1	2	4
Readout Noise with various n_{read} (e^- r.m.s.)	1	21.2	28.6	26.2	18.6	21.3	22.6	25.9	29.3	29.0
	2	15.1	19.7	18.7	13.2	18.1	17.4	18.9	23.1	21.4
	4	10.7	14.4	14.1	9.4	14.5	13.3	13.1	16.1	16.7
	8	7.9	11.1	10.7	6.9	10.6	10.1	9.5	10.7	11.0
	16	5.6	8.4	8.2	5.2	8.2	7.8	7.0	8.4	8.6
	32	4.5	6.3	5.8	4.0	5.7	5.7	5.4	6.8	6.2
	64	3.5	4.4	4.4	3.3	4.1	4.2	4.3	4.6	4.6

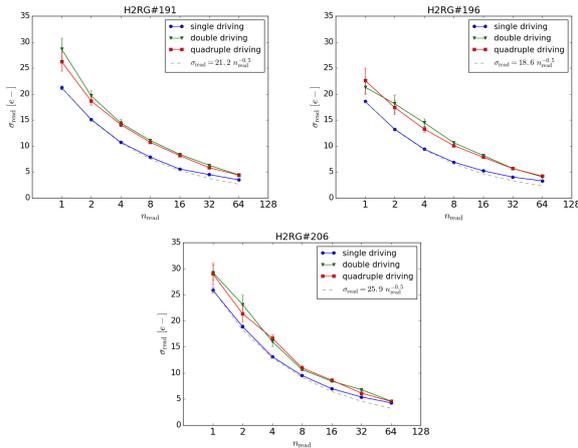


図 5: 参照ピクセルを用いて測定した読み出しノイズと n_{read} の関係。青、緑、赤の線はそれぞれ検出器単体、2 台同時、4 台同時駆動時のノイズであり、破線は $n_{\text{read}} = 1$ でのノイズが $\sigma_{\text{read}} \propto n_{\text{read}}^{-0.5}$ で減少する曲線である。

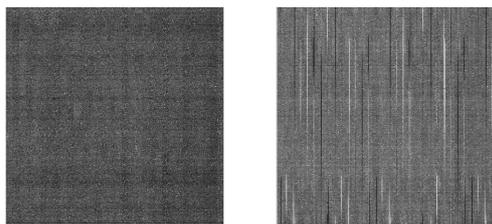


図 6: 検出器単体駆動時(左)と複数台同時駆動時(右)の CDS 画像。複数台同時駆動時の画像には縦線のパターンが見られる。

4 Summary & Future Work

近赤外線観測装置の性能を引き出して S/N の良い観測を行うためには、検出器の読み出しノイズを可

能な限り小さくする必要がある。

今回の試験では SWIMS の HAWAII-2RG 検出器同時駆動試験を行い、読み出しノイズを評価した。同時駆動時にはフラットケーブルの干渉により CDS 画像にノイズパターンが見れるが、シールド加工を施したケーブルを用いることにより改善した。試験用デューワーと SWIMS メインデューワー両方の試験で、検出器複数台同時駆動においても Fowler sampling を用いることにより SWIMS の要求性能 $\sigma_{\text{read}} < 14 e^-$ r.m.s. を満たすことが確認された。

今後は今年度内のハワイ輸送を目指して SWIMS 検出器システムの最終調整などを行う予定である。検出器をより低温 (~ 80 K) で駆動して、通常のピクセルを用いて測定した読み出しノイズが要求を満たすことを確認する。また、Fowler sampling 以上の読み出しノイズ低減が期待される Ramp sampling の実装を検討し、それに伴う CDS 画像生成ソフトウェアなどの整備を行う。

Reference

- [1] Y. Terao et al. (2016), Proc. SPIE 9915-69
- [2] 藤堂颯哉 (2015)、東京大学大学院理学系研究科修士論文 (未公開)
- [3] F. Iwamuro et al. (2001), PASJ 53, 355–360
- [4] A. M. Fowler & I. Gatley (1990), ApJ 353, L33

[目次へ](#)

c3

MEMS ガス検出器で切り拓く MeV ガン
マ線天文学
京都大学
D1 竹村泰斗

MEMS ガス検出器で切り拓く MeV ガンマ線天文学

竹村 泰斗 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

MeV ガンマ線天文学は超新星爆発や核ガンマ線、最遠方ガンマ線バーストなど様々な天体現象の観測が期待されている一方で、1991 年に打ち上げられた CGRO 衛星に搭載された COMPTEL 以降 MeV ガンマ線に対する全天観測はまったく行われていない。この状況を打開するべく、われわれは高空間分解能ガス飛跡検出器 micro-pixel chamber(μ -PIC) を用いた Electron-Tracking Compton Camera(ETCC) の開発を行っている。ETCC では電子飛跡情報を得ることで、既存の MeV ガンマ望遠鏡では不可能であった各光子の方向を一意に再構成することが可能であり、MeV ガンマ望遠鏡として初めて Point Spread Function(PSF) を定義した。しかし、MeV ガンマ線天文学を切り開くには 5 度以下の half power radius(HPR) が必須であり、このためにはより高い精度の電子飛跡情報が要求される。電子飛跡情報を得るガス検出器 μ -PIC は現在プリント基板技術で作製されており、その位置分解能は約 120 μm (RMS) を実証している。しかし、MeV ガンマ線望遠鏡の要請を満たすには μ -PIC の位置分解能 100 μm 以下が必要となる。Micro Electro Mechanical System (MEMS) 技術はこの要求を満たしうる解のひとつである。この技術を用いて μ -PIC を作製することにより、高位置分解能・高エネルギー分解能・高ガスゲインの μ -PIC が期待できる。MEMS ガス検出器の基础研究として複数の素子を作製し、実測とシミュレーションによりその評価を行った。

1 MeV ガンマ線天文学

MeV ガンマ線領域では超新星爆発や最遠方ガンマ線バーストなど様々な天体現象の観測が期待されている。Ia 型超新星の爆発モデルには Single Degenerate(A. M. Khokhlov (1991)) と Double Degenerate(R. Pakmor et al. (2012)) の二つのモデルが考えられているが、可視光や赤外線での観測ではそれらを判別することはできない。しかし、この二つのモデルには初期物質による違いから超新星爆発によりとばされる外層の厚みが異なり、ガンマ線が外層を透過するまでにかかる時間に差が生じる。これにより MeV ガンマ線の光度曲線はモデルにより異なり、観測によりモデルの特定が可能である。

このように、MeV ガンマ線領域における超新星爆発の観測が待たれていた状況にて、2014 年に約 40 年ぶりに 3.5 Mpc という地球近傍で Ia 型超新星爆発が起きた (E. Churazov et al. (2014))。この超新星爆発 SN2014J は M82 における Ia 型超新星爆発であり、INTEGRAL 衛星によって MeV ガンマ線が観測された。この観測により、初めて超新星爆発から ^{56}Co 核ガンマ線が検出された (E. Churazov et al. (2014))。

しかし、その検出有意度は 4σ しかなく、光度曲線においては誤差が大きいため爆発モデルの決定には至らなかった。INTEGRAL 衛星における観測が 3.53 Mpc と非常に近傍でありながら、 4σ の有意度しか得られなかった理由は MeV ガンマ線領域特有の膨大なバックグラウンド事象にある。衛星筐体が宇宙線と相互作用することで、衛星自体が放射化し MeV 領域のガンマ線のバックグラウンドとなる。そのため、この帯域において高い感度で観測するには、衛星筐体からのバックグラウンドを除去するために、鋭い Point Spread Function (PSF) の望遠鏡が要求される。しかし、現在に至るまで MeV 領域において光子ごとに到来方向決定ができ Half Power Radius (HPR) 数十度以下の望遠鏡は実現されていない。

2 ガス検出器を用いた MeV ガンマ線

このような MeV ガンマ線天文学の現状を打破すべく、我々は次世代 MeV ガンマ線望遠鏡としてガス検出器を用いた electron-tracking Compton camera

(ETCC) の開発を進めている。既存の MeV ガンマ線の検出方法としてコンプトンカメラやコーデットマスク法が存在するが、ともに一光子に対して方向を決定することができないため統計的な処置をとることでイメージングしている。しかし、これにより PSF はぼやけ HPR は数十度となっている。それに対して、ETCC はガンマ線の検出のため、MeV ガンマ線と物質の主な相互作用であるコンプトン散乱により生じる散乱ガンマ線と反跳電子を捕らえるべく、コンプトン散乱のターゲットの散乱体と散乱ガンマを吸収する吸収体にて構成されており、ETCC は散乱体において電子の飛跡を測定することで、ガンマ線の到来方向を散乱角の分解能 (Angular Resolution Measure: ARM) と散乱平面の決定精度 (Scatter Plane Deviation: SPD) により一意に決定する。これにより、可視光観測と同様に光子を一对一対応させるため、イメージがぼやけることなく鋭い PSF が得られる。ETCC においてガンマ線の到来方向の精度は取得電子飛跡の精度に依存し、反跳電子は散乱体の物質との多重散乱により徐々に方向情報を失っていくため、我々は多重散乱の影響が少ないガス検出器を散乱体として採用している。

図 1 は我々が開発を進めている ETCC の概図 (a) と写真 (b) である。散乱体として 3 次元電子飛跡の取得を可能にするため微細構造を有する二次元ガス検出器を Time Projection Chamber として用いている。吸収体には散乱ガンマ線に対する阻止能と吸収点に対する位置情報の取得が要求されるため、Pixel Scintillator Array (PSA) と位置感度型 PMT(浜松ホトニクス H8500) を用いている。このシステムは既に完成しており (T. Tanimori, et al. (2015))(T. Mizumoto, et al (2015))、電子飛跡を用いたコンプトンイメージングによる鋭い PSF や高いバックグラウンド除去能力実証されている。

ガンマ線のエネルギー 3-200 keV、ARM は ~ 5 度のもと、それぞれ SPD 無限大 (従来コンプトンカメラ)、50 度、10 度にて SN 比が 1 対 1000 の条件のもとでガンマ線の再構築シミュレーションをおこない、累積比率を取ったものが図 2 である。ARM が 5 度、SPD100 度るときおおよそ HPR は 12 度程度であり、現在のガス ETCC の HPR は約 15 度が実測されており矛盾しない。MeV ガンマ線天文学を切り開

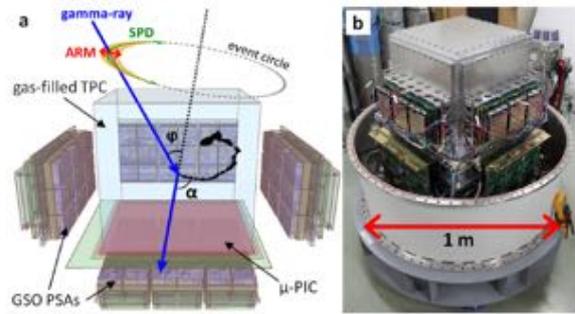


図 1: ETCC 概図、写真

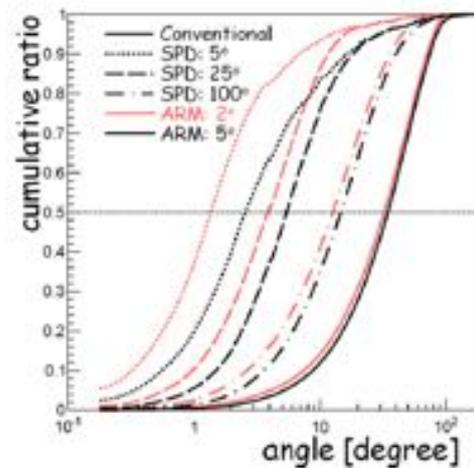


図 2: 各 ARM、SPD に対する点源の累積比率 (T. Tanimori, et al. (2015))

くには 5 度以下の HPR が必須であるが、それを実現させるには、より精度の高い電子飛跡情報を取得しなければならず散乱点から 1 mm 以下の反跳方向決定が要求される。

3 MEMS 技術によるガス検出器

我々はガス ETCC において微細加工されたピクセル構造を有する二次元ガスイメージング検出器 micro-pixel chamber (μ -PIC) (図 3) を用いている。 μ -PIC はそれぞれのピクセルが比例係数管を輪切りにした様な構造を持ち、直径 60 μ m のアノード柱と直径 250 μ m の穴を有するカソード電極が 400 μ m ピッチにて配置されている。この構造により、アノード近

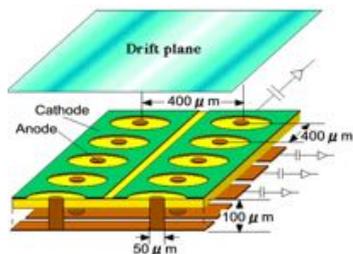


図 3: μ -PIC 模式図 (A. Ochi, et al. (2001))

傍に強い電場を形成し、各ピクセルごとに独立した電子雪崩を引き起こし信号として読み取る。現在の μ -PIC はプリント基板 (PCB) 技術で作製され、その位置分解能は約 $120 \mu\text{m}$ (RMS) を実証している。しかし、MeV ガンマ線望遠鏡の要請を満たすには μ -PIC の位置分解能 $100 \mu\text{m}$ 以下が必要となる。MEMS (Micro Electro Mechanical System) 技術はこの要求を満たしうる解のひとつである。MEMS とは半導体微細加工技術を用いて作られた微小電気機械素子およびその製造技術のことであり、あらゆるものが小型化が進む現代では、スマートフォン内の、加速度センサ、温度湿度センサ、マイクロフォンなどいたるところに使用されている技術である。PCB 技術の作製精度は約 $10 \mu\text{m}$ に対して MEMS 技術では数 μm であり、MEMS 技術を用いることでより高精度な構造の μ -PIC を作製できる。現在の PCB μ -PIC を縮小した構造であれば位置分解能 $67 \mu\text{m}$ を有する MEMS μ -PIC が作製可能であり、 1 mm 以下での電子の反跳方向の決定が実現できる。この MEMS μ -PIC の基礎試験のため、最初にピクセル構造を縮小せず、複数の試験素子を作製しシミュレーションと実測によりその評価を行った。

4 MEMS μ -PIC 試験

PCB μ -PIC は絶縁体の $100 \mu\text{m}$ 程度のポリイミド基板と銅電極で構成されている。それに対し、MEMS μ -PIC は半導体である $400 \mu\text{m}$ ほどのシリコン層を基板の主な材質とし、アノードと基板の絶縁性を高めるためシリコン層と電極の間に薄い SiO_2 膜を形成している。試験素子は SiO_2 層の効果を見るべく厚みを $1 \mu\text{m}$ 、 $10 \mu\text{m}$ 、 $15 \mu\text{m}$ の 3 つの素子を作製

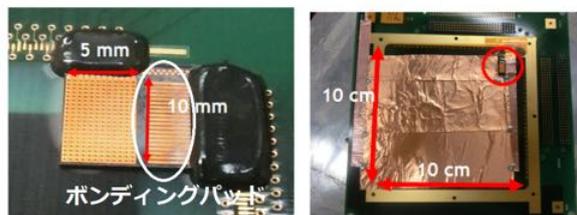


図 4: MEMS μ -PIC 素子

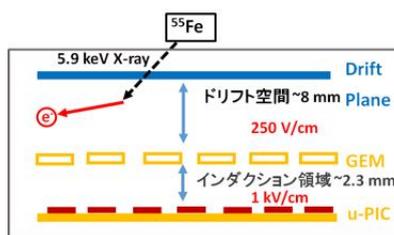


図 5: セットアップ模式図

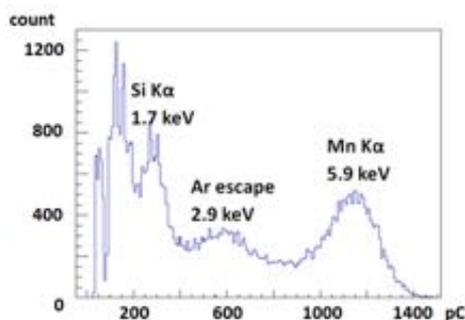


図 6: MEMS μ -PIC エネルギースペクトル

した。図 4 は作製した MEMS μ -PIC であり、素子大きさは $10 \text{ mm} \times 5 \text{ mm}$ となっている。

図 5 はセットアップの模式図であり、この図のように GEM を前段ガス増幅器として用いて測定を行った。ガスは $\text{Ar}/\text{C}_2\text{H}_6$ (分圧比 90:10)、 1 atm を使用した。このセットアップにて X 線源 ^{55}Fe ($\text{Mn K}\alpha$ 5.9 keV) を用いて MEMS μ -PIC の動作試験を行った。動作試験の結果、全ての MEMS μ -PIC において、X 線源からの信号取得に成功した。これは MEMS 技術を用いて作製した微細構造ガス検出器として世界で初めての成果である。

図 6 は SiO_2 膜 $15 \mu\text{m}$ の μ -PIC を用いたアノード電圧 520 V 、GEM ゲイン ~ 4.6 におけるスペクトルで

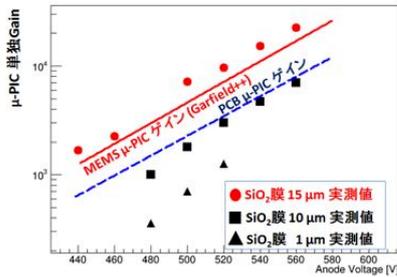


図 7: MEMS μ -PIC ゲイン (Ar/C₂H₆ 分圧比 90:10, 1 atm)

ある。もっとも大きなピークである 1130 pC のピークが ⁵⁵Fe 線源由来の MnK α 5.9 keV である。また、580 pC と 290 pC のピークはそれぞれ、Ar エスケープピーク (2.9 keV) との Si K α (1.7 keV) と考えられる。SiO₂ 膜 15 μ m の μ -PIC は 5.9 keV においてエネルギー分解能は 21.2% (FWHM) を示した。PCB μ -PIC エネルギー分解能は 5.9 keV において約 30% であり、このエネルギー分解能は μ -PIC において過去最良のエネルギー分解能である。エネルギーの向上は MEMS 技術によりピクセルごとのばらつきが少なくなったことから生じるものである。

各素子、各電圧において、MEMS μ -PIC のスペクトルを得て、それをもとにガス検出器として重要な性能値の一つであるガスゲインを求めた。また、電子雪崩シミュレータ Gaerfield++を用いたモンテカルロシミュレーションによりシミュレーションゲインを求めた。Garfield++において半導体の定義は困難であることから半導体を絶縁体と同じように定義してシミュレーションを行った。図 7 は実測とシミュレーションにより求めたガスゲインをまとめた図である。シミュレーションによるゲイン値は素子による変化がほとんどなかったのに対して、実測ゲインでは SiO₂ 膜が厚いほどにシミュレーションゲインに近い値となっている。この原因は半導体は電荷キャリアを有することからアノードに電圧を印加したときに、電荷キャリアがアノードそばに移動し、これらの電荷がアノードまわりの電場を弱めるためだと考えられる。

SiO₂ 膜 15 μ m を有する μ -PIC においては、アノード電圧 560 V、ゲイン 22000 において 20 時間以上放

電事象なく安定動作、アノード 540 V、ゲイン 15000 においては 300 時間以上放電事象なく安定動作が確認された。PCB μ -PIC ではゲイン 10000 にて安定させて動作させるのは困難であり、本実験により、ゲイン 20000 を超えて安定動作する μ -PIC が初めて実現し、同じ電圧でゲインを上げるための根本的な電極構造の改善に初めて成功した。

5 まとめ

MeV ガンマ線望遠鏡 ETCC において高角度分解能を得るには精度の高い飛跡情報が必須となる。そのため、ETCC の角度分解能向上を目的として高位置分解能 μ -PIC の基礎研究として MEMS 技術による μ -PIC の開発を進めた。MEMS 技術は半導体加工技術であるため、MEMS μ -PIC の基板は主に半導体であるシリコンで形成されており、シリコン由来と考えられるガスゲインの減少が見られた。シリコン層を 15 μ m 程度の厚い SiO₂ 膜で覆うことでこの問題を解決し、ゲイン 20000 という非常に高いゲインにて安定動作を実現した。また、 μ -PIC として過去最良であるエネルギー分解能は 21.2% (FWHM @5.9 keV) を記録した。この研究により MEMS μ -PIC を確立できたため、今後の研究として、素子の大面積化とピクセルの縮小による高位置分解能化を進めていく。

Reference

- A. M. Khokhlov, A&A, **245** 144 (1991).
- R. Pakmor et al., ApJ, **747** L10 (2012).
- E. Churazov et al., Nature **512** 406 (2014).
- T. Tanimori, et al., ApJ **810**, 28 (2015).
- T. Mizumoto, et al., Nucl. Instr. Meth. A **800**, 40-50 (2015).
- A. Ochi, et al., Nucl. Instr. Meth. A **471**, 264-276 (2001).

[目次へ](#)

c4

CTA 大口径望遠鏡用分割鏡性能評価

東京大学

M2 稲田知大

CTA 大口径望遠鏡用分割鏡性能評価

稲田 知大 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

Cherenkov Telescope Array (CTA) 計画とは、大・中・小と口径が異なる 3 種類の解像型チェレンコフ望遠鏡群を用いて、現行の望遠鏡の約 10 倍の感度で 20 GeV から 100 TeV 以上に渡る広いエネルギー範囲において超高エネルギーガンマ線の観測を目指す国際共同プロジェクトである。CTA-Japan グループが研究開発を行っている大口径望遠鏡は、CTA 計画全体で建設が予定されている南北のサイトそれぞれに 4 台建設される予定である。望遠鏡の主鏡には、六角形の対辺が 1.51 m の分割鏡を 1 台あたり約 200 枚使用する。分割鏡性能は望遠鏡の感度、エネルギー分解能等に大きく影響を与える。そのため分割鏡の重要な性能である結像性能、曲率半径を評価する必要がある。評価基準として分割鏡には仕様要求が定められており、最も重要である結像性能は、焦点距離 f (28 m から 29.2 m) において光量の 80 % が収まるスポット直径 (D80) が 16.6 mm 以下であることが求められる。結像性能、曲率半径の評価には 2f 法と呼ばれる方法を用いている。2f 法とは焦点距離の 2 倍の位置に光源となる LED とスクリーンを置き、反射像をカメラで撮影し解析することでスポットサイズを求める方法であり、東京大学宇宙線研究所に実験装置を設置している。本講演では、望遠鏡に搭載予定である分割鏡の性能評価測定を 2f 実験装置で測定した結果について報告する。加えて測定で得られた光学パラメータを用いて望遠鏡への分割鏡の配置を最適化するための simulation に向けた展望を述べる。

1 地上でのガンマ線観測

数 10 GeV 以上のガンマ線が大気に入射すると電子陽電子対生成を起こし、発生した電子対が制動放射でガンマ線を出すことで電子対の増殖が繰り返される。この現象は電磁シャワーと呼ばれる。発生した電子・陽電子が大気中の光速を超える速度を持つ時、チェレンコフ光を放射する。このチェレンコフ光を地上で観測することを可能にしたのが解像型大気チェレンコフ望遠鏡 (IACT) である。いわば大気そのものを検出器とすることで、広大な有効検出面積を達成し、間接的にガンマ線を観測する。従来の IACT 群には H.E.S.S.、MAGIC、VERITAS などがあり、現行のものより一桁高い感度と観測エネルギー帯域 20 GeV - 100 TeV での観測を目指す次世代ガンマ線天文台として Cherenkov Telescope Array (CTA) 計画が現在進められている。

2 Cherenkov Telescope Array 計画

次世代ガンマ線天文台 Cherenkov Telescope Array は現行のチェレンコフ望遠鏡に比べ 10 倍以上の感度での観測を目指す、29 ヶ国 1200 名以上からなる国際共同計画である。CTA 計画では南半球と北半球にそれぞれ 1 つずつ、計 2 つの観測サイトを持ち、大中小の 3 種類の観測エネルギー帯域の異なる望遠鏡をおよそ 10 km² のエリアに数十台並べることで高感度な観測を可能にする。図 1 がその完成予想図になる。具体的な望遠鏡の種類は 23 m 口径の Large-Sized Telescope (LST)、12 m 口径の Medium-Sized Telescope (MST)、6 m 口径の Small-Sized Telescope (SST) の 3 つである。LST の開発は日本チームが主導して行っており、2017 年の建設開始に向けて LST 初号機の開発を進めている。LST の諸元を表 1 に示す。

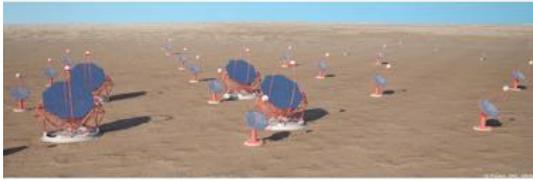


図 1: CTA の想像図、大口径 (23m)、中口径 (12m)、小口径 (6m) のチェレンコフ望遠鏡群からなるアレイ。[1]

表 1: LST 仕様 (一部抜粋)

主鏡口径 (D)	23 m
総有効面積	368 m ²
焦点距離 (f)	28 m (f/D = 1.2)
反射面形状	放物面
視野	4.5 °
焦点面カメラ口径	2.25 m
カメラ Pixel サイズ	50 mm

3 LST 光学系

3.1 主鏡構造体 (dish)

大気チェレンコフ光を集光するための望遠鏡光学系として LST では放物面鏡が採用されている。放物面鏡では光軸と平行に入射する光は焦点に集まることを利用する。光線が焦点に至るまでに走る距離 (光路長) が等しいため、光の同時性を保つことができる。LST では夜光による雑音をカットするため、チェレンコフ光由来の信号の積分時間をできるだけ短くする (約 3ns) 必要があり、同時性を有する放物面鏡を採用している。

3.2 球面分割鏡

従来の 10 倍以上の感度を追求する CTA 計画では、大口径望遠鏡の主鏡に対して高い反射率と集光率が要求されている。大口径望遠鏡は約 200 枚の分割鏡から構成される放物面鏡で、一枚の分割鏡は対辺 1.51 m、質量約 50 kg の六角形状の球面鏡である。鏡面は 5 層コーティング (Cr、Al、SiO₂、HfO₂、SiO₂)

のスパッタリングが施されており、高い集光率や反射率を実現すると同時に、長期間の安定した使用を可能にするために表面が強固になるように設計されている。個々の分割鏡は裏面の 3 点で支持構造と固定されている。3 点のうち 1 点は 2 軸方向、1 点は 1 軸方向に対する自由度を持っており、分割鏡動的制御システム (Active Mirror Control, AMC) によって鏡面の傾きのリアルタイムな微調整が可能となる。分割鏡は、茨城県つくば市の三光精衡所との共同開発で製作が進められている。

4 LST 用球面分割鏡の性能評価

4.1 2f 法

性能評価には 2f 法と呼ばれる手法を用いている。2f 法で評価する分割鏡性能光学パラメータは以下の二つの項目である。

- 曲率半径 (R)
 - 曲率半径は 56 m から 58.4 m の間で要求されている。放物面鏡は中心から動径方向に対して曲率が変化するため、球面鏡である分割鏡は 23 m の口径に合わせて焦点距離に広がりを持たせる必要があるため仕様はこの値となっている。
- 結像性能 (Point Spread Function)
 - LST 焦点面カメラの 1 Pixel が直径 50 mm であり、その 1/3 の大きさの直径 16.7 mm 以内に集光した光の 80 % が含まれることが要求される。そこで光が 80 % 含まれる直径のことを「D80」と定義し、評価パラメータとして用いる。

球面鏡の場合その曲率半径は焦点距離 (f) の 2 倍 (2f) に相当するため、理想的な球面では曲率半径分離れた点光源の光は鏡面で反射して同じ光路を辿る。また、鏡面に平行に入射した光は反射して焦点を通る。このことを利用して、2f 分離れた点光源の反射した像を測定・解析することでスポットサイズを求めて集光性能を求める。

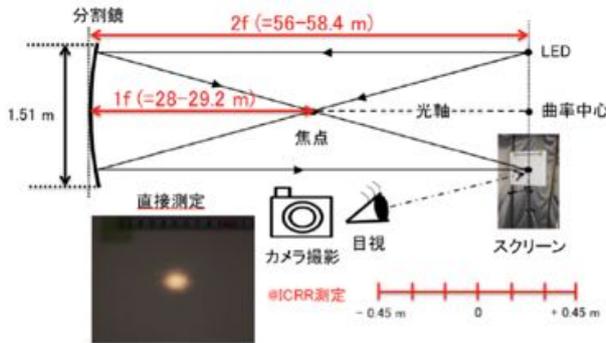


図 2: 2f 法を用いた写真撮影測定の様式図 [2]

4.2 測定・解析

東京大学宇宙線研究所に 2f 法装置を設置し、球面分割鏡の性能測定を行った。(図 2) スクリーン上に作られる像を目で見て、拡がりが一番小さいと思われる位置を基準点とし、± 0.45 m を 0.15 m 間隔 (計 7 点) で光源が「ON」の画像と「OFF」の画像を撮影した。(図 3) この二枚の画像を用いて、光源由来以外の光 (バックグラウンド) を取り除くため「ON」から「OFF」を差し引きし、解析を行った。この際に、スポットサイズを評価する際の基準として、D80 を用いた。7 点で測定した結果を比較し、スポットが最小となる位置を決めることで分割鏡の曲率半径 (R) と結像性能 (Point Spread Function, PSF) を求めた。

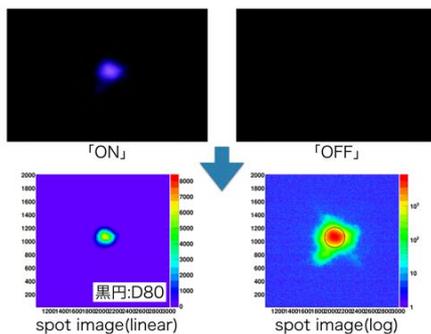


図 3: 2f 法を用いて撮影したスポットの写真 (上段) と解析後のスポットイメージ (下段)。

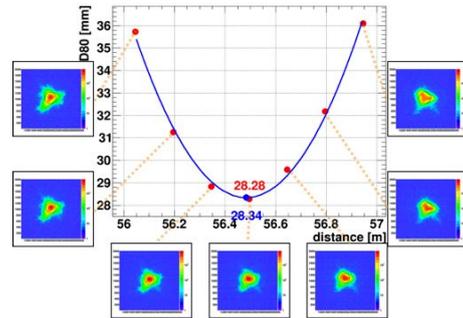


図 4: 2f 法を用いた写真撮影測定の様式図, 赤点は測定点、青実線は測定点を放物線フィッティングした結果であり、青点はフィッティング結果の D80 の最小値である。

5 光線追跡法による LST 光学系パラメータの評価

LST 幾何構造と個々の分割鏡に関するパラメータを用いて、光線追跡法 (図 5) を行うことで望遠鏡全体の結像性能を評価することができる。

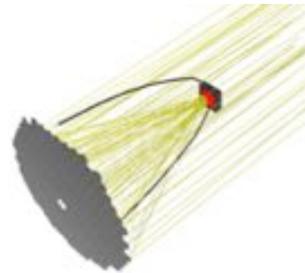


図 5: 平行光を入射した場合の光線追跡の様子。

5.1 セットアップ

理想的な放物面の場合に LST 焦点面でどれくらいの PSF になるのかを調べた。個々の分割鏡のパラメータは以下のように設定した。

- 曲率半径 (R)
 - 分割鏡を置いた位置での放物面の曲率半径の理想値を用いている。曲率半径の値は図 6 のようになる。

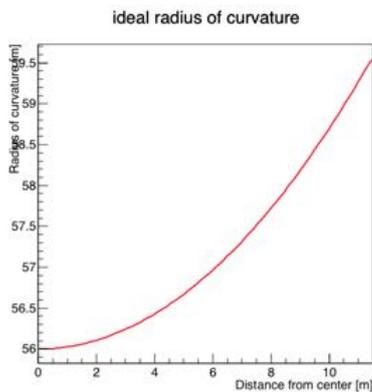


図 6: LST dish の光軸からの距離とその位置での放物面の曲率半径の関係を表した図。dish の光軸から離れるにつれて曲率半径が大きくなっていることがわかる。

- PSF(D80)

- それぞれの球面分割鏡の PSF は仕様である 16.7mm を用いた。

5.2 結果

光軸からの offset angle を変化させてスポットの形状と D80 の値を得た結果が図 7 である。

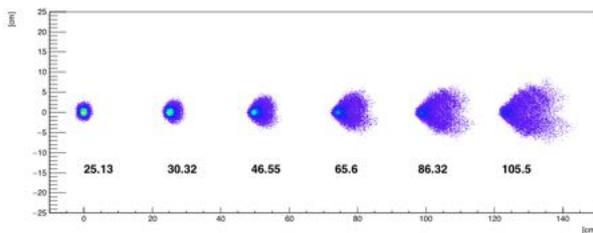


図 7: 横軸、縦軸はそれぞれ焦点面上での座標を表しており、座標 $(x,y)=(0,0)$ が放物面の焦点に一致する。左のスポットから順に offset angle を 0, 0.5, 1.0, 1.5, 2.0, 2.5[deg] とした場合のスポットの形状を表している。スポットの下にある数字は D80 の値 (単位は mm) である。

offset angle を変えることにより像が中心から離れ

ていくのは offset angle が大きくなるにつれて像が伸びており、放物面のコマ取差の影響が見えている。

6 展望

光線追跡法で理想的な放物面の場合についての PSF の値を確認した。次の課題として、実際に $2f$ 測定により得られた分割鏡の光学パラメータを光線追跡法に反映させることでより現実に近い状況の望遠鏡の PSF を見積もる。そして光線追跡法のソフトウェアと検出器応答のシミュレーションソフトウェアとを組み合わせることで、感度やエネルギー分解能が最も良くなる望遠鏡の PSF を求め、それを可能とする個々の分割鏡の配置方法について検討する予定である。

Reference

[1] CTA-Japan Consortium, 2014, Cherenkov Telescope Array 計画書 (LOI)
 [2] 長 紀仁, 2016, 茨城大学大学院理工学研究科修士論文

[目次へ](#)

c6

臼田64m アンテナでの連続波およびス
ペクトル線観測における性能の評価

鹿児島大学

M1 藏原昂平

臼田 64m アンテナでの連続波およびスペクトル線観測における性能の評価

藏原 昂平 (鹿児島大学大学院 理工学研究科)

Abstract

本講演では臼田宇宙空間観測所 64m アンテナの性能評価の結果について報告する。64m アンテナは衛星管制用アンテナとして運用されている日本一の口径を持つ望遠鏡であり、野辺山 45m 望遠鏡では観測できない 10GHz 以下の L 帯 (1.4-1.7GHz), S 帯 (2.2GHz), C 帯 (4.9, 6.7GHz), X 帯 (8.4GHz) が観測可能な望遠鏡として利用可能である。64m アンテナを天文観測に用いるため最新のアンテナパターンやシステム雑音温度, 受信機雑音温度, 較正用ノイズソース等価温度を得る為に L, C, X 帯について再測定を行なった。

1 Introduction

1.1 臼田宇宙空間観測所 64m 望遠鏡

臼田宇宙空間観測所 64m 望遠鏡は深宇宙探査機等の衛星の運用のために使われおり、64m 望遠鏡は野辺山 45m で観測できない 10GHz 以下の低周波 (L, S, C, X バンド) の観測が可能な観測装置として電波天文観測装置としても利用されてきている。しかし、全体的に受信系の雑音温度が世界標準に対して高い等の問題を抱えている。



図 1: 臼田宇宙空間観測所 64m 望遠鏡

1.2 アンテナパターン

アンテナパターンとは、望遠鏡の感度の角度依存性のことである。望遠鏡は望遠鏡が向いている (真真正面の) 方向とは別の方向からの信号も一定の感度で受信してしまう。その感度は、いくつかの方向で

極大になる。その中で感度が最大になる方向を含む感度の広がりをメインビームと呼び、メインビームの感度が半分になるまでの角度の広がり (半値幅) をビームサイズと呼ぶ。ビームサイズ θ_b (半値幅) は、アンテナの口径 D と観測波長 λ より計算できる。

$$\theta_b = K \frac{\lambda}{D} \text{ rad} \quad (1)$$

係数 K はアンテナによる係数でだいたい 1.0 程度である。その周りに小さい感度のピークがありこれをサイドローブと呼ぶ。メインローブから十分に離れた場所にある感度はストレイパターンと呼ばれている。サイドローブでの受信は広がった天体特に HI の観測で問題となる。規格化された電力アンテナパターン $P_n(\theta)$ はアンテナが円形である場合その開口面に平面波が入射すると考えると円形開口により回折された電磁波の回折パターンになるはずである。規格化されたアンテナパターンをベッセル関数を用いて式 (2) に示す。

$$P_n = \frac{2J_1(r)}{r} \quad (2)$$

2 Methods/Instruments and Observations

2.1 ラスタースキャン観測

ラスタースキャン観測は、天体を中心に走査線を描くようにスキャンする方法である。以下にそのアンテナの動きのイメージをのせる。

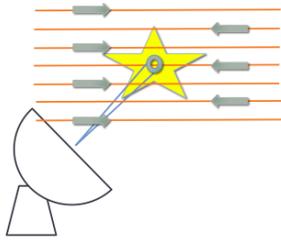


図 2: ラスタースキャン観測—動きのイメージ

ビームより十分に小さい点源をラスタースキャン観測する事で、アンテナパターンのマップを描く事ができる。

2.2 ノイズソースの等価温度について

較正用のノイズソース (NS) について、その注入電力に対する等価温度の測定を行なった。作業工程は以下の通りである。

1. sky, sky+NS, R(296), R(77) の IF レベル測定
sky, sky+NS, R(296), R(77) を観測した際のデータをスペアナで取得した。また、同時に moon, moon+NS, DMY などの複数のデータを取得した。
2. 測定データから NS の等価温度を算出する。

得られたデータの差や比をとる事で NS の等価温度を計算する。用いた計算式を示す。

$$\frac{P_{sky+NS} - P_{sky}}{P_{296} - P_{77}} = \frac{T_{NS}}{174} \quad (3)$$

同様のデータ、手法からシステム雑音温度 (T_{sys}), 受信機雑音温度 (T_{rx}) も測定可能である。

3 Results

3.1 L Band

3.1.1 NS 等価温度

周波数ごとの L 帯 NS の注入雑音等価温度は図 3 に示す。このうち 1414.5 MHz ~ 1425.5 MHz(HI) の平

均は $T_{ns \text{ average}} = 42.2[\text{K}]$ 、1660.0 MHz ~ 1669.1 MHz(OH メーザー) の平均は $T_{ns \text{ average}} = 25.6 [\text{K}]$ であった。

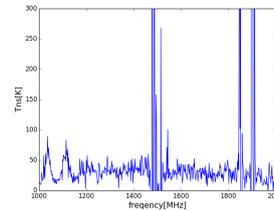


図 3: L 帯の NS の等価温度

3.1.2 OH メーザー

OH 輝線の試験観測をおこなった。メーザー源 OH128.6-50.1 を観測した際の 1612MHz メーザーのプロファイルを示す。今回 OH メーザー源を周波数

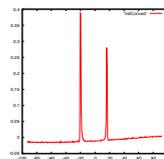


図 4: LHCP

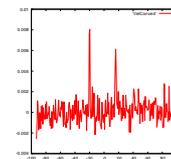


図 5: RHCP

スイッチを用いて K5/Vssp でデータ取得を行ない後日 speana2 というソフトに通す事で分光を行い、輝線の確認を行なった。この結果は、PHILIP J. ZELL & JOHN D. FIX(1990) の結果と同様なプロファイルである。

3.1.3 アンテナパターン

1.4GHz でのビームサイズは、Azimuth 方向に $12.66 \pm 0.66[\text{arcmin}]$, Elevation 方向に $12.54 \pm 0.66[\text{arcmin}]$ サイドローブの位置が 約 $\text{offset} = \pm 18.35[\text{arcmin}]$ にある。また、サイドローブのレベルはピークに対して $-15\text{dB}(=1/32)$ ほどである。また、1.6GHz のアンテナパターンを示す。1.6GHz でのビームサイズは、Azimuth 方向に $9.78 \pm 0.12[\text{arcmin}]$,

Elevation 方向に $9.78 \pm 1.56[\text{arcmin}]$ サイドローブの位置が約 $\text{offset} = \pm 14.87[\text{deg}]$ にある。また、サイドローブのレベルはピークに対して $-15\text{dB}(=1/32)$ ほどである。

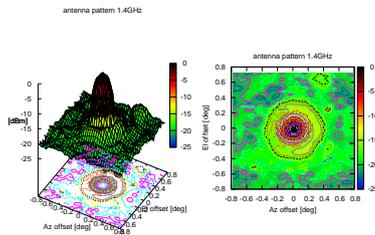


図 6: 1.4GHz アンテナパターン

左: 3D プロット 右: 3D プロットを上から見た図

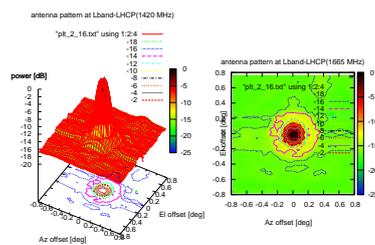


図 7: 1.65GHz(LHCP) アンテナパターン

3.2 C Band

3.2.1 アンテナパターン

C 帯 (4.9GHz) のアンテナパターンの測定結果を示す。ビームサイズは、Azimuth 方向に $4.02 \pm 0.06[\text{arcmin}]$, Elevation 方向に $4.44 \pm 0.06[\text{arcmin}]$ サイドローブの位置が約 $\text{offset} = \pm 6.08[\text{deg}]$ にある。また、サイドローブのレベルはピークに対して $-15\text{dB}(=1/32)$ ほどである。また、C 帯 (6.7GHz) のアンテナパターンの測定結果を示す。ビームサイズは、Azimuth 方向に $3.24 \pm 0.02[\text{arcmin}]$, Elevation 方向に $3.9 \pm 0.12[\text{arcmin}]$ サイドローブの位置が約 $\text{offset} = \pm 4.53[\text{arcmin}]$ にある。また、サイドロー

ブのレベルはピークに対して $-10\text{dB}(=1/10)$ ほどである。

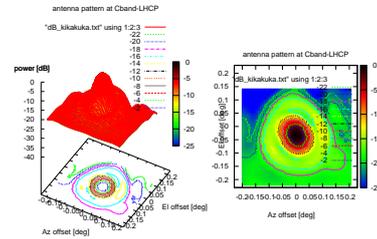


図 8: 4.9GHz(LHCP) アンテナパターン

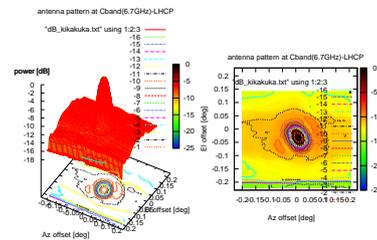


図 9: 6.7GHz(LHCP) アンテナパターン

3.3 X Band

3.3.1 アンテナパターン

X 帯 (8.4GHz) のアンテナパターンの測定結果をいかに示す。ビームサイズは、Azimuth 方向に $2.54 \pm 0.04[\text{arcmin}]$, Elevation 方向に $2.40 \pm 0.03[\text{arcmin}]$ サイドローブの位置が約 $\text{offset} = \pm 3.37[\text{arcmin}]$ にある。また、サイドローブのレベルはピークに対して $-10\text{dB}(=1/10)$ ほどである。

3.4 Tsys, Trx, アンテナ駆動パラメータ

Tsys, Trx, アンテナ駆動パラメータについても測定を行なった。Tsys, Trx については 2.2 節と同様の方法である。駆動パラメータの導出方法は、

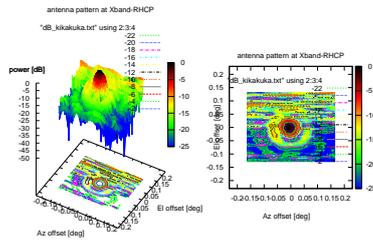


図 10: 8.4GHz(RHCP) アンテナパターン

1. アンテナ駆動履歴から必要なデータを抜き出す。

加速度：アンテナが動き出し、最大速度になるまでのデータ

最大速度：アンテナが最大速度になっている間のデータ

2. フィッティングを行なう。

加速度：2 次関数でフィッティング

最大速度：1 次関数でフィッティング

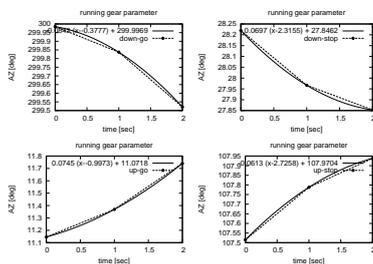


図 11: 駆動パラメータのフィッティングの結果

調べられた T_{sys} , Trx , アンテナ駆動パラメータをまとめた表を表 1 に示す。S, C, X 帯の T_{sys} は $\pm 5K$ ほどの誤差を見込んでいる。

4 Conclusion

本研究で、L, C, X 帯のアンテナパターンがわかりビームサイズ、サイドローレベル、サイドローブ位置等がわかった。L 帯については NS の等価温度がわかり NS を用いた強度較正が可能となった。OH の試験観測の結果、周波数スイッチの手法を用いて

表 1: 臼田 64m 望遠鏡 T_{sys} , Trx , アンテナ駆動パラメータ

	周波数 [MHz]	偏波 [LR]	T_{sys} [K]	Trx [K]
L Band	1414	LHCP	96 ± 5	46 ± 11
	1665	LHCP	85 ± 1	32 ± 3
S Band	2250	RHCP	75	
C Band	4900	LHCP	70	
新 X Band	6900	LHCP	80	
	8400	LHCP	35.5	13.5

駆動パラ	Az	加速度 (正) [deg/s^2]	加速度 (負) [deg/s^2]	最大速度 [deg/s]
		0.067	0.076	0.306
	El	± 0.004	± 0.005	± 0.002
		0.053	0.076	0.301
		± 0.005	± 0.003	± 0.0004

T_{sys} , Trx については宇宙研 村田様、坪井様、上原様の測定資料参考

OH の 1612, 1665, 1667MHz のメーザーを同時に観測する事ができ、そのスペクトルが取得できた。OH メーザーについて受信系の設定によって L バンドの 1612, 1665, 1667, 1720 と C バンドの OH ラインの同時観測も可能である。今後は、これら性能を活かして科学的観測を行なう予定である。

Acknowledgement

指導教官である鹿児島大学の中西裕之准教授に大変感謝いたします。また宇宙科学研究所の村田泰宏准教授に臼田 64m 望遠鏡を用いた観測・解析についてのアドバイスを頂いたこと大変感謝いたします。また、臼田 64m ライン観測ワーキンググループの皆様には、たくさんのアドバイス・ご指導を頂きました。大変感謝いたします。

天文・天体物理若手夏の学校の開催にあたり、基礎物理学研究所 (研究会番号: YITP-W-15-04) 及び国立天文台からご支援を賜っておりますことを深く感謝いたします。

Reference

PHILIP J. ZELL & JOHN D. FIX 1990, 1990AJ.....99..314Z

[目次へ](#)

c8

1m 赤外線望遠鏡に搭載する近赤外線3
バンド同時撮像カメラの熱設計と冷却
到達温度の検証

鹿児島大学

M1 内野亮太

1m 赤外線望遠鏡に搭載する近赤外線 3 バンド同時撮像カメラの熱設計と冷却到達温度の検証

内野 亮太 (鹿児島大学大学院 理工学研究科)

Abstract

私は、鹿児島大学 1m 赤外線望遠鏡に搭載する近赤外線カメラの開発を行っている。現在のカメラはフィルターホイールを回転させることで J ($1.2 \mu\text{m}$)、H ($1.6 \mu\text{m}$)、K ($2.2 \mu\text{m}$) の 3 バンドを別々に撮像している。新赤外線カメラは HAWAII アレイを 3 つ搭載し、入射窓から入ってきた光が offner 光学系を通り、ダイクロックミラーを通ることで 3 つの光束に分かれ、それにより J、H、K、の 3 バンド同時撮像を行うことができる。これにより、現在のカメラよりも観測時間が 1/3 になり、フィルターが固定されるためトラブルも少なくなると考えられる。

近赤外線カメラは、バックグラウンド光子、検出器の暗電流を減らすために装置内部を冷却する必要がある、そのためには装置内部を真空にする必要がある。私は、この冷却に関して研究をしている。目標到達温度は、コールドボックス (光学部品が入る容器) が 100 K、検出器部分が 70 K である。この目標を達成するために私は、装置外部からの熱流入量の見積もりをおこなった。装置外部からの熱流入の要因として対流・熱輻射・熱伝導の 3 つがある。対流は装置内を真空にするため 0 とみなす。よって熱輻射と熱伝導の 2 つについて計算し、熱流入量を見積もった。その結果を踏まえ、目標温度を達成するために必要な、コールドボックスと冷凍機を繋ぎ熱を伝達する熱パスの設計をした。その後、冷却実験をおこなった。温度の測定には白金抵抗温度計を使用した。冷却実験の結果は、コールドボックスが 71.2 K となり、目標温度を達成している。今後は、真空容器に入射窓を取り付けての冷却実験や光学支持部品の塗装、光学調整、検出器のインストールなどを行い、近赤外線カメラの完成を目指す。

1 新赤外線カメラの説明・特徴

ダイクロックミラーを用いた J ($1.2 \mu\text{m}$)、H ($1.6 \mu\text{m}$)、K ($2.2 \mu\text{m}$) の 3 バンド同時撮像
構造：真空容器・コールドボックスの 2 重構造
光学系：F 変換レンズ+offner リレー光学系
検出器：HAWAII アレイ × 3
視野： $5.5'$ (512×512 pixel)
ピクセルスケール： $0.6''$
最終 F 値：F6

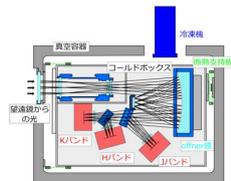


図 1: 新赤外線カメラの構造

2 研究の目的

近赤外カメラは装置によるバックグラウンド光子、検出器の暗電流を減らすために装置内部を冷却する必要がある。目標到達温度は検出器が 70 K、コールドボックスが 100 K である。これは、検出器の暗電流がほぼ 0 になる温度が 70 K、バックグラウンド光子が無視できるうえに検出器との温度差をなくす温度が 100 K だからである。これを実現するために熱設計をし、到達温度を検証した。

3 熱設計

熱設計をするうえで大切なことは、熱流入量の見積もりである。コールドボックスを冷却すれば外気温と温度差が生じ、コールドボックスに装置外部から熱が流入する。その熱を熱パス (§ 3.3 参照) を使

い、冷凍機まで伝達させなければならない。そのため、装置外部からの熱流入量を見積もり、それに最適な熱パスの設計をおこなった。

3.1 熱流入の要因

熱流入には対流・熱輻射・熱伝導の 3 つがある。

・対流

装置内を真空 ($\sim 10^{-4} Pa$) にするため 0 とみなす。

・熱輻射

新赤外線カメラの考えられる熱輻射は、

- 1、入射窓からコールドボックスへ
- 2、真空容器内壁からコールドボックス外壁へ

$$Q_{ra} = \sigma S(T_1^4 - T_2^4) \frac{\epsilon_1 \epsilon_2}{\epsilon_1 + \epsilon_2 - \epsilon_1 \epsilon_2} [W]$$

$\sigma : 5.67e^{-8} Wm^{-2}K^{-4}$

S : 面積

T_1, T_2 : 温度 ($T_1 > T_2$)

ϵ_1, ϵ_2 : 放射率

・熱伝導

新赤外線カメラの考えられる熱伝導は、

- 1、支持板からコールドボックスへ
- 2、外部配線から検出器へ

$$Q_{co} = \frac{A}{L} \int_{T_2}^{T_1} k(T) dT [W]$$

A : 断面積

L : 長さ

T_1, T_2 : 温度 ($T_1 > T_2$)

$k(T)$: 熱伝導率

3.2 熱流入量

3.1 の熱流入の要因を考えて見積もると図 2 のようになる。ただし、外気温 300 K、コールドボックス 100 K、検出器部分 70 K とする。

真空容器内壁、コールドボックス外壁の放射率は、その表面の状態が変わるので、0.02~0.08 としている。

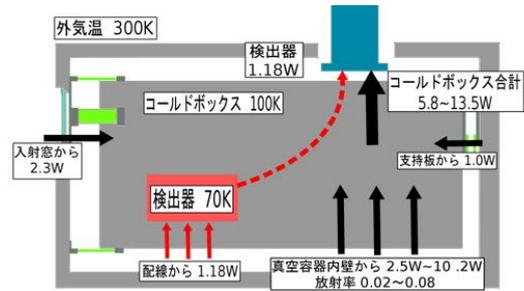


図 2: 熱流入量

3.3 熱パスの設計

熱パスとはコールドボックスと冷凍機を繋ぎ、熱を伝達するものである。冷凍機コールドヘッドと繋ぐ L 字の熱パス (図 3) と伸縮性のある平編みの熱パス (図 4) の 2 種類を使用する。

熱パス (L 字) は冷凍機コールドヘッドと繋ぐことで、あたかも冷凍機コールドヘッドを延長させているように考えることができる。よって任意の場所を冷却することができるようになる。熱パス (平編み) は伸縮性があるので、冷凍機の稼働時に起こる振動がコールドボックスに伝わるのを抑制することができる。また、冷却時のコールドボックスの熱収縮による引っ張りの負荷が他の場所に影響するのを防ぐことができる。



図 3: 熱パス (L 字)



図 4: 熱パス (平編み)

§ 3.2 の熱流入量の見積もりやこれまでの実験から考えて、この 2 種類の熱パスの寸法を考えると以下の通りになる。

熱パス (L 字)

幅 : 72mm、厚さ : 5mm、L 字下部分の長さ : 205mm

熱パス (平編み)

断面積 : 38mm²、長さ : 170mm

4 冷却到達温度の検証

真空容器内にコールドボックスを組み、コールドボックスと冷凍機コールドヘッドを§ 3.3 の 2 種類の熱パスで繋ぎ、冷却実験をおこなった。熱パス (平編み) は熱流入量を考え、2 本使用している。温度の測定には白金抵抗温度計を使用した。温度の測定位置は、コールドボックス、熱パス (L 字) 部分、コールドヘッドの 3 箇所である。



図 5: コールドボックス (内 図 6: コールドボックス (熱部) パス側)

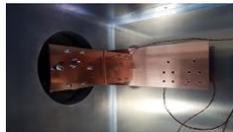


図 7: コールドヘッド側

今回の実験で使用した冷凍機は、アルバック RMS10T である。冷凍能力曲線より無負荷の状態でもコールドヘッド部分が約 26 K になる。



図 8: 冷凍機 RMS10T

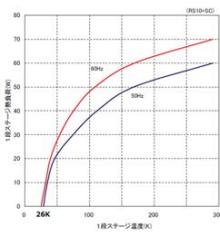


図 9: 冷凍能力曲線

熱パス (L 字) 部分 : 43.7 K

コールドヘッド : 36.8 K

・ 熱流入量

コールドボックスへ熱流入量 : 16.1 W

熱パス (平編み) に流れる熱量 : 16.4 W

熱パス (L 字) に流れる熱量 : 16.6 W

コールドヘッドに流れる熱量 : 16.1 W



図 10: 実験値 (熱流入量と到達温度)

図 10 を見ての通り、4 箇所の熱流入量がほぼ等しい値となっている。また、コールドボックスの温度は 71.2 K となり、目標温度の 100 K を下回っているのがわかる。

5 議論と今後の課題

以上の結果より、§ 3.3 の熱パスを使うことによってコールドボックスを目標の 100 K 以下まで冷却することができると思われる。しかし入射窓からの熱流入を考慮していないので、今後は真空容器に入射窓を取り付けての冷却実験や光学支持部品の塗装、光学調整、検出器のインストールなどを行い、近赤外線カメラの完成を目指す。

実験結果は以下の通りである。(図 10 参照)

・ 到達温度

コールドボックス : 71.2 K

[目次へ](#)

c10

次世代型MeVガンマ線望遠鏡における
読み出し回路開発とデッドタイム削減

京都大学

M2 吉川慶

次世代型 MeV ガンマ線望遠鏡の読み出し回路開発とデッドタイム削減

吉川 慶 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

超新星爆発では、通常の恒星では作られない ^{56}Fe よりも重い元素が生成されると考えられている。ここで生成された放射性元素は、数百 keV から数 MeV のガンマ線を放つ。それを観測することで、どこでどのくらいどんなプロセスで元素ができていたのか解明することができる。しかし、このエネルギー帯のガンマ線は測定が難しい。望遠鏡を搭載した衛星筐体が宇宙線と相互作用することで、筐体自体が放射化し、膨大なバックグラウンドとなるからである。今、強力なバックグラウンド除去能力をもつ MeV ガンマ線望遠鏡が必要とされている。そこで、次世代の MeV ガンマ線望遠鏡として、電子飛跡検出型のコンプトンカメラ ETCC の開発を行っている。コンプトン散乱における全物理量を測定できるので、バックグラウンドと区別でき、核分光能力が従来より改善される。現行の望遠鏡性能実証用 ETCC では、阻止能の高いシンチレーション検出器のみでトリガーをかけていたため、デッドタイムが長い。核分光のための ETCC にアップグレードする際、シンチレーション検出器を増強するので、そのデッドタイムがさらに伸び、数十% となってしまう。これを改善するため、新トリガーとしてシンチレーション検出器とガス飛跡検出器が同時に検出した時のみデータを収集するシステムを開発した。また、データ収集レートが数 kHz でも測定できるように新たに読み出し回路を作成し、試験をした。その進捗状況について報告をする。

1 Ia 型超新星と MeV ガンマ線

超新星爆発とは大質量の恒星が燃え尽きた後に生じる大爆発である。水素の吸収線がある場合を I 型、無い場合を II 型と分類する。さらにケイ素の吸収線がある場合を Ia 型と呼ぶ。Ia 型では周りの物質を取り込み、そこで得た重力エネルギーによって温度が上昇し、熱核反応が進んでいき、爆発する。中心核付近で $5 \times 10^9 \text{ K}$ 以上になると、ケイ素が完全に燃焼し、 ^{56}Ni が生成される。その質量は $\sim 0.6 M_{\odot}$ 程度である。さらに ^{56}Fe や ^{56}Ni などの核種が、中性子を取り込んでいくと ^{56}Fe より重い元素が生成される。[1]

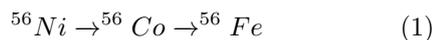
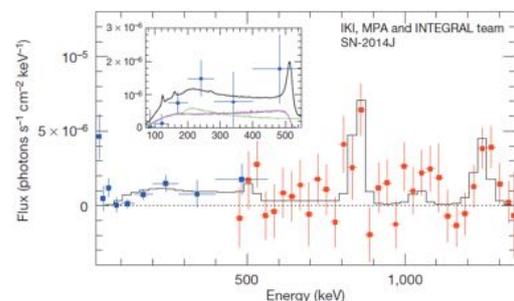


表 1: 核ガンマ線のエネルギーと寿命 [2]

Source	エネルギー [keV]	半減期 [day]
^{56}Ni	158,270,480,759,812	6.10
^{56}Co	847,1238,2598	77.2

^{56}Ni は崩壊にともない、MeV 領域の核ガンマ線を放つ。これの強度の時間変化を観測することで、元素合成の過程を明らかにすることができる。

2014 年に約 40 年ぶりに 3.5 Mpc という地球近傍で Ia 型超新星爆発が起き、INTEGRAL 衛星によって世界で初めて ^{56}Co の核ガンマ線が検出された。[3] しかし、その検出有意度は 4σ しかなかった。原因は MeV 領域特有の膨大なバックグラウンドにある。衛星筐体と宇宙線が相互作用をして、筐体自体が放射化し、バックグラウンド源となってしまう。

図 1: INTEGRAL 衛星 SPI によって観測された ^{56}Co 核ガンマ線 [3]

2 ETCC の観測原理

次世代の MeV ガンマ線偏光検出器には、強力なバックグラウンド除去能力が必要とされる。そこで、電子飛跡検出型コンプトンカメラ (Electron-tracking Compton camera, ETCC) の開発を行っている。MeV ガンマ線領域ではコンプトン散乱が優位に起こる。散乱ガンマ線の方向 \vec{g} とエネルギー E_γ 、反跳電子の方向 \vec{e} とエネルギー K_e を得ることで、式 (2)~(4) のように入射ガンマ線の方向 \vec{s} とエネルギー E_0 を求めることができる。

$$E_0 = E_\gamma + K_e \quad (2)$$

$$\cos\phi = 1 - \frac{m_e c^2 K_e}{E_\gamma(E_\gamma + K_e)} \quad (3)$$

$$\vec{s} = \left(\cos\phi - \frac{\sin\phi}{\tan\alpha}\right)\vec{g} + \frac{\sin\phi}{\sin\alpha}\vec{e} \quad (4)$$

ETCC では、シンチレータで散乱ガンマ線のエネルギーと吸収位置を検出し、ガス飛跡検出器により反跳電子のエネルギーと三次元飛跡を検出をする。検出手順は以下の通りである。

1. 入射ガンマ線が TPC 容器内のガスとコンプトン散乱を起こし、散乱ガンマ線と反跳電子に分かれる。
2. 散乱ガンマ線をシンチレータで検出する。
3. 反跳電子がガスを電離・励起をして、飛んでいった経路に沿って電子雲をつくる。
4. TPC 容器内にかかった電場に沿って電子雲がドリフトをする。
5. 数 μsec かけて容器底面まで到達し、ガス飛跡検出器 μPIC にて電子雲を検出する。

電子雲の長さは荷電粒子の質量とエネルギーに依存する。この関係性を利用して、粒子の識別ができ、電子を選び取ってやることで、宇宙線や中性子などの雑音を強力に除去することができる。

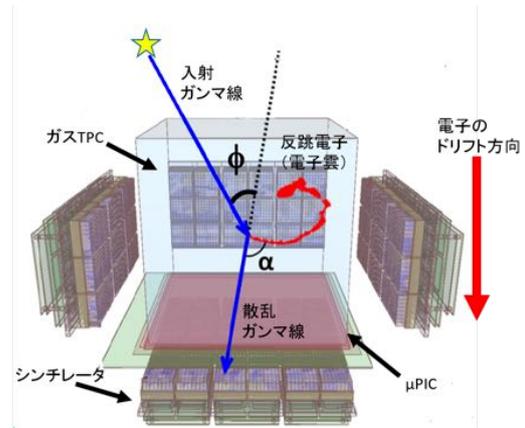


図 2: ETCC 構造図

3 SMILE-II トリガーシステムと TPC トリガー

ETCC を衛星に搭載して観測するための準備として、気球実験 SMILE を進めている。SMILE-II(図 3) は ETCC の望遠鏡としての性能を実証するため、蟹星雲や Cyg X-1 の観測を目的として作られた。

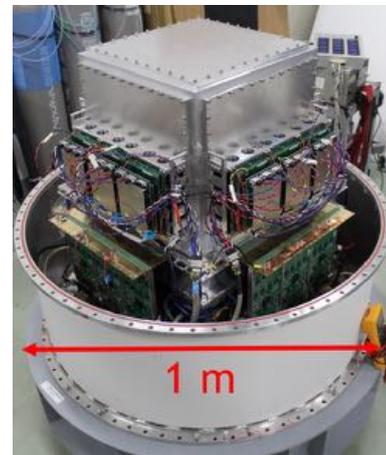


図 3: SMILE-II 装置図

上空 40km に気球を飛ばして測定すると、データ収集レートが $\sim 100\text{Hz}$ になると予想され、デッドタイムは $\sim 10\%$ となる。これは十分測定可能な値であるが、SMILE-III ではシンチレータの増強を予定していて、デッドタイムが数十%と増えてしまう。そこで新トリガーが必要となる。

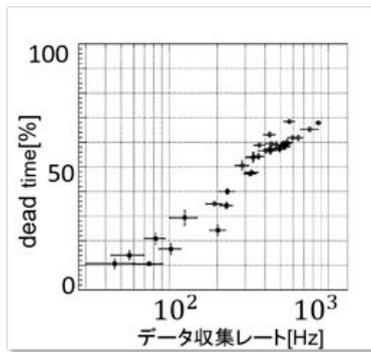


図 4: SMILE-II 実測によるデッドタイム [4]

SMILE-II はシンチレータの信号を一定時間送らせて、TPC にトリガーをかけ、TPC のデータがある場合は両方のデータを保存し、無い場合はデータを消している。典型的な値としてシンチレータは $\sim 10^4 \text{ Hz}$ 、TPC は $\sim 10^2 \text{ Hz}$ で検出しているの、捨てているイベントが多い。そこで TPC でトリガーをかけるシステムを考えている。veto をドリフトにかかる時間 $10 \mu\text{sec}$ とすると、SMILE-II のデッドタイムは $\sim 10^4 \text{ Hz} \times 10 \mu \text{ sec} = 10\%$ 、TPC トリガーのデッドタイムは $\sim 10^2 \text{ Hz} \times 10 \mu \text{ sec} = 0.1\%$ と概算される。

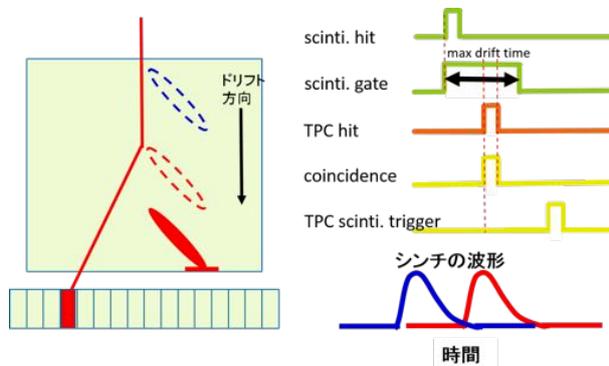


図 5: TPC トリガー概念図

TPC でトリガーをかけると、電子雲が常に検出器の底についたデータとなる。従って、上下方向の情報が失われてしまう。そこでシンチレータを FADC で波形取得をしてやることで、上下方向の情報を得て補正する必要がある。TPC の空間分解能は $\sim 1 \text{ mm}$ 程度なので、FADC での補正も同じ程度でいたい。電子のドリフト速度を $5 \text{ cm}/\mu\text{sec}$ とすると、シンチ

レータの波形の時間分解能は 20 ms 程度が求められる。またデータ収集レートは数 kHz を目指す。

4 TPC トリガー原理検証実験

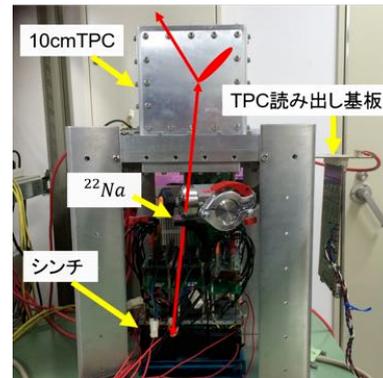


図 6: 実験装置図

実際に TPC トリガーが可能かどうか検証するために、VME による割り込みを利用して 10 cm ETCC を組み上げた。シンチレータの波形を取得する FADC は 62.5 MHz 、ETCC 全体のデータ収集レートは $\sim 10 \text{ Hz}$ と原理検証用に条件を緩くしている。 ^{22}Na の測定を行った。 ^{22}Na は 511 keV のガンマ線を同時に back to back に放出するため、タイミングを検証することができる。

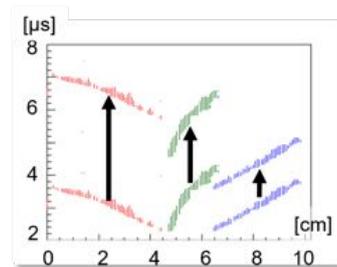


図 7: シンチの時間情報による飛跡補正

図 7 は 3 つのイベントを取ってきて 3 色で分けて重ね書きをしている。矢印の長さがシンチレータの波形情報による補正した時間の長さである。

多数の飛跡を重ね合わせて、時間軸方向 (TPC の上下方向) に射影したものが図 8、9 である。 $2.2 \mu\text{sec}$

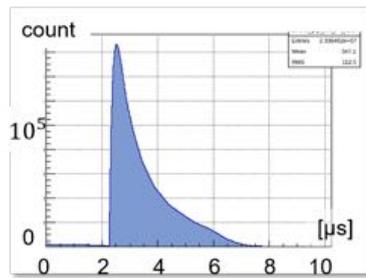


図 8: 飛跡の重ね合わせの時間軸方向射影 (補正前)

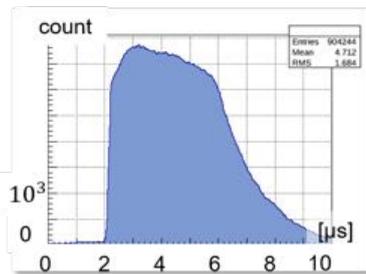


図 9: 飛跡の重ね合わせの時間軸方向射影 (補正後)

付近が TPC の底面を表している。シンチレータによる時間情報の補正を行ったことで TPC 上面が $5.8\mu\text{sec}$ 付近にできてきているのがわかる。

5 TPC 用新読み出し基板

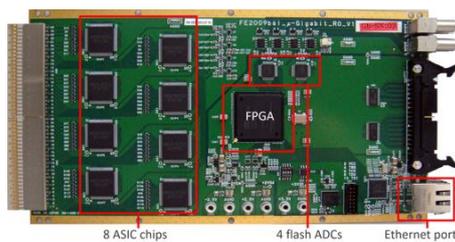


図 10: TPC 用新読み出し基板

原理検証はできたので、数 kHz 程度の高いデータ収集レートでも測定できるように、TPC 用新読み出し回路を開発した。従来の回路では VME のメモリーボードにデータを送信していたが、FPGA から SiTCP を使って Gbit ethernet でデータを送信するよ

うに改良した。TPC のみでの測定で 2.0kHz で 6.60% のデッドタイムだった。

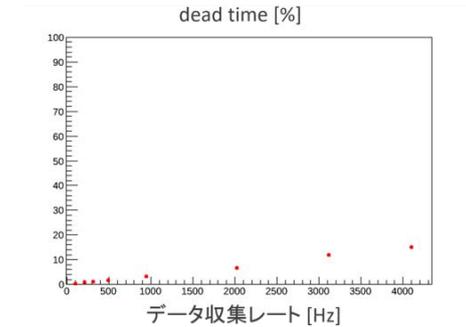


図 11: TPC 用新読み出し基板によるデッドタイム

6 結論と今後に向けて

VME による TPC トリガーの原理検証を行った。また Gbit ethernet 経由でデータを送る TPC 用新読み出し基板を開発した。TPC のみで測定し 2.0kHz で 6.60% のデッドタイムだった。今後はシンチ用新読み出し基板を試験する。そして TPC と合わせて、数 kHz でのデータ収集ができる ETCC を組み上げ、10 月に RCNP にてビーム試験を検証の試験を行う。

Acknowledgement

基礎物理学研究所 (研究会番号: YITP-W-15-04) 及び国立天文台からのご支援に感謝いたします。

Reference

- [1] 高原文郎著, "宇宙物理学", 朝倉書店 (1999)
- [2] P.V.Ballmoos; Experimental Astronomy, 6, 85, (1995)
- [3] E. Churazov et al., 2004, Nature 512 406 (2014)
- [4] Mizumoto et al., 2015, Journal of Instrumentation C06003

[目次へ](#)

c11

1m 光・赤外線望遠鏡で明るい天体の観測時に用いる 1/100 部分減光フィルターの減光率の検証

鹿児島大学

M1 山口凌平

1m 光・赤外線望遠鏡で明るい天体の観測時に用いる 1/100 部分減光フィルターの減光率の検証

山口 凌平 (鹿児島大学大学院理工学研究科)

Abstract

赤外線で観測できるほとんどの星は K バンドで見かけの投球が 6 等より明るい。このような星を観測すると検出器がサチュレーションを起こしてしまう。多くの望遠鏡では、焦点をわざとぼかして観測するデフォーカス観測という方法でこの問題を解決してきた。しかし、デフォーカス観測では目的星の星が明るい参照星が測光できなくなり、等級補正の方法が標準星測光になる。加えて、十分な制度を得るには非常に天気の良い日でなければならず、観測可能日も限られてしまう。そこで、部分減光フィルターを導入することでこのような問題を解決することができ、明るい星の観測可能日の増大と精度の向上がなされた。このフィルターは視野の一部のみを減光することができ、その減光領域で目的星を観測することでサチュレーションを回避し、そのほかの領域は減光されずに観測することができる。そして、減光率を補正することで、目的星の周囲の星と視野内相対測光ができ、見かけの等級を求めることができる。本研究では 1/100 部分減光フィルターの減光率の測定を行った。標準星は SAOO 標準星 (Cartar.1990) と CIT 標準星 (Elias.1992, UKIRT bright standard star list) を用いた。減光率の決定制度を上げるため、各バンドで平均をとって減光率を求めた。測定の結果、減光率は K バンドで 5.03 ± 0.04 等、H バンドで 5.02 ± 0.03 等、J バンドで 4.99 ± 0.03 等であった。また、部分減光フィルターを用いた同じ標準星の時間変動のばらつきは 0.02 ± 0.01 等であった。1/100 部分減光フィルターを用いて PNVJ18365700-2855420 を観測したところ有意義な変動を制度よく観測することができた。

1 Introduction

1.1 標準星測光

同一視野に参照星が写っている場合、同一視野では大気による影響はほぼ一様とみなせるため、視野内相対測光による等級補正を行う。視野内相対測光は目的星の機械等級 $M_{\text{機械}}$ の他に明るさが既知の参照星の機械等級 $m_{\text{機械}}$ を求め、機械等級 $m_{\text{機械}}$ とカタログ等級 m_{2MASS} の差を目的星から引き、等級較正し見かけの等級を求める。よって相対測光による見かけの等級は式 (1) で求めることができる。使用する参照星の等級は MASS (Cutri at all.2003) より引用する。

$$M = M_{\text{機械}} - (m_{\text{機械}} - m_{2MASS}) \quad (1)$$

利点として、観測している瞬間曇っていない時、少し雲がある時、測光処理の自動化が観測可能である。

1.2 相対測光

同一視野内に参照星が写っていない場合やデフォーカス観測をした場合、標準星測光を行う。別の領域にある高い精度で明るさが測定されている標準星を様々な光度で観測し、大気による減光率の補正を行う。天頂距離 z を用いた $\sec z$ で表されるエアマスと、機械等級とカタログ等級の差の関係を式 (2) で最小二乗フィッティングし、観測天体の高度での大気の減光率 $A(z)$ を補正する。図 2 はエアマスと、機械等級とカタログ等級の差の関係を示し、式 (3) は標準星測光の等級較正式を示す。

$$A(z) = a \sec z + b (a = \text{const}, b = \text{const}) \quad (2)$$

$$M = M_{\text{機械}} - A(z) \quad (3)$$

1.3 部分減光フィルター

部分減光フィルターは視野内の一部を減光することができ、その領域に目的星を入れて観測することで目的星とその周囲のみを減光することができる。そのため、目的星のサチュレーションを回避することができ、減光領域外の天体は元の明るさのまま撮像できるフィルターである。

また、減光領域をフィルターの向きを変えることで、4種類のレイアウトを選べるようになっており、視野内相対測光に最も適した星の多い領域を選んで観測することができる。加えて、視野内相対測光ができることで、標準星測光が必要なデフォーカス観測の時のように空の状態が必ず快晴である必要がないため、観測頻度の向上と観測精度の向上が期待できる。

鹿児島大学1m望遠鏡には現在、1/100、1/5000、の部分減光フィルターがあり1/100では3～6等、1/5000では-2～3等の天体が観測可能である。部分減光フィルターを用いることで限界等級から-2等までの天体が観測可能になる。



図 1: 1/100 部分減光フィルター。画像の黒い部分が減光領域となっている。フィルターは回転させることができ、4種類の向きに固定できる。

2 Observations

1/100 部分減光フィルターを使うことで星の光量は約5等暗くなる。そのため、観測天体は減光しても短い積分で十分な S/N が得られる、約 3.5～6 等の明るい天体でなければならない。表 1 で検証に用いた標準星の座標、カタログ等級、観測期間を示す。(a):Carter et al.(1990) のカタログ、(b):Elias et al.(1982) のカタログ、(c):UKIRT bright standard list からそれぞれ引用している。

表 1: 検証に用いた標準星

標準星	座標 (J2000)	K 等級 [mag]
HR3131(a)	07 59 52.05117 -18 23 57.2292	4.324
HR3314(a)	08 25 39.63201 -03 54 23.1178	3.924
HR7253(a)	19 06 37.73461 +28 37 42.9451	4.808
HR7773(a)	20 20 39.81562 -12 45 32.6844	4.807
BS1641(c)	05 06 30.89337 +41 14 04.1127	3.68
BS8143(b)	21 17 24.95244 +39 23 40.8528	3.80
BS8541(b)	22 24 30.99068 +49 28 35.0176	4.25

3 Methods

- 1つの標準星を視野内の比較星を使い相対測光する(図2)。その後、測光値からフィルターの減光率 E_I を求める(式4)。

$$E_I = M - m_{\text{論文}} \quad (4)$$

- E_I : 1回の観測で求めることができる減光率
- M : 測光で得られた見かけの等級
- $m_{\text{論文}}$: 観測した天体の論文の等級

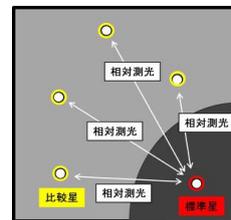


図 2: 複数の参照星と相対測光し、1つの標準星の1回の観測での減光率を求める。

- 同じ標準星を複数回観測して求めた減光率の平均をとることでその標準星でのフィルターの減光率 E_{II} を求める(式5)。

$$E_{II} = \frac{\sum_{i=1}^n E_{I_i}}{n} \quad (5)$$

- E_{II} : 複数回の観測で求めることができる減光率
- E_I : 方法1で求めた減光率
- n : 観測回数

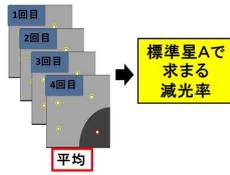


図 3: 方法 2 のイメージ図

3. 複数の標準星を方法 1、方法 2 の方法で測定し、それらの平均をとることで減光フィルターの減光率 E を求める (式 6)。

$$E = \frac{\sum_{i=1}^N E_{IIi}}{N} \quad (6)$$

- E : 減光フィルターの減光率
- E_{II} : 方法 2 で求めた減光率
- N : 使用した標準星の数

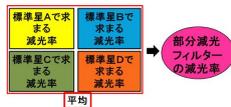


図 4: 方法 3 のイメージ図

4 Results

4.1 測定結果

測定により得られた結果を表 2、表 3 に示す。RMS は観測天体の測定値の平均値の時間的変動のばらつきを表している。K バンドでの時間的変動のばらつきは約 0.02 等程度であった。表 2 には K バンドでの検証結果のみを示す。減光率の決定は方法で示しているように各測定結果の平均をとることで求める。その結果、減光率は J、H、K の各バンドで 5.03 ± 0.04 等、 5.02 ± 0.03 等、 4.99 ± 0.03 等となった。減光率の誤差は標準偏差を示す。

表 2: 標準星ごとの減光率の測定値

標準星	減光率 [mag]	RMS	観測回数
HR3131	5.052	0.022	8
HR3314	5.046	0.032	10
HR7253	5.057	0.017	11
HR7773	5.090	0.022	10
BS1641	4.980	0.020	7
BS8143	4.977	0.025	8
BS8541	5.013	0.011	6

4.2 変光星の観測

1/100 部分減光フィルターを用いて PNV_J18365700-2855420 をモニター観測した。観測期間は 2015 年 3 月 27 日～2015 年 11 月 6 日である。PNV_J18365700-2855420 はインドでも観測されており、Benerjee et al.(2015) によると、インドではミラーカバーを閉じる等の工夫をして観測していた。インドでの観測結果と 1/100 部分減光フィルターでの観測結果を図 5、図 6 に示す。

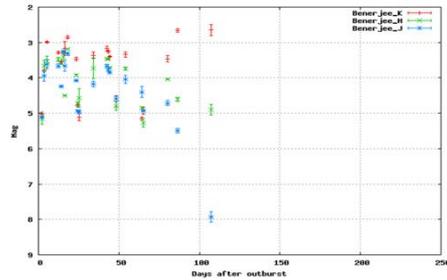


図 5: インドによる観測結果

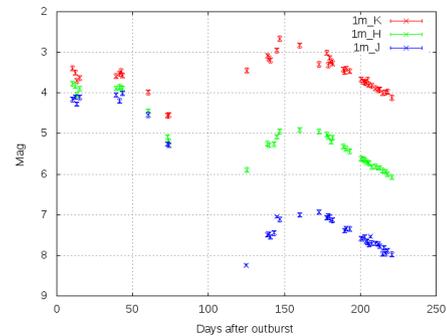


図 6: 1/100 部分減光フィルターによる観測結果

5 Discussion

減光率の測定制度は時間的変動のばらつきが約 0.02 等であったので観測日によって減光率がばらつくことはないと考えることができ、今後の観測に用いても問題はないと考えられる。減光率の誤差が約 0.03 等と大きくなっている原因としては複数のカタログを用いているからだと考えられる。用いたカタログの測光システムを解明することでより精度の高い減光率を求めることができるだろう。PNV_J18365700-2855420 の観測ではよい観測結果が得られた。インドでの観測精度は測光精度がばらついているので低いと考えられる。しかし、1/100 部分減光フィルターを用いた観測の精度は図 6 を見ると高いことが分かる。これは、他の望遠鏡に比べて K バンドで見かけの等級が 3.5~6 等と明るい天体の観測では 1/100 部分減光フィルターでの観測は高い精度でできることが言える。

6 Conclusion

本研究をまとめると、

- 1/100 部分減光フィルターの減光率の検証を行った。
- 測定の結果、J,H,K での減光率は 5.03 ± 0.04 等、 5.02 ± 0.03 等、 4.99 ± 0.03 等と求まり、用いた標準星の時間的変動のばらつきは約 0.02 等であった。これは観測日によって減光率が変化しないことを表している。
- 1/100 部分減光フィルターを用いて PNV_J18365700-2855420 の観測をしたところ、インドでの観測結果と比べて、精度の高い観測結果を得ることができた。

Reference

- Carter,B.S. 1990,
Elias et al 1982,
Benerjee et al 2015,

[目次へ](#)

c12

ASTRO-H搭載軟X線望遠鏡に用いる反
射鏡の反射率測定
首都大学東京
M1 中庭望

ASTRO-H 搭載軟 X 線望遠鏡に用いる反射鏡の反射率測定

中庭 望 (首都大学東京大学院 理工学研究科 物理学専攻)

Abstract

X 線天文衛星「ASTRO-H」には、軟 X 線領域の集光を担う軟 X 線望遠鏡 (SXT) が 2 台搭載されている。観測したデータから対象天体の物理量を引き出すには観測機器の性能を再現する応答関数が必要であり、X 線望遠鏡の集光力を表す有効面積は応答関数構築に必要なパラメータである。有効面積は個々の反射鏡の開口面積にその反射鏡の反射率を掛けたものの総和であるため、反射鏡の入射角度ごとの反射率 (角度反射率) を知ることが有効面積の精度向上につながる。しかし、反射鏡の表面粗さが大きいとき、入射角度が大きくなるほど正反射する X 線が減り、反射率は落ちてしまう。この表面粗さは、角度反射率曲線に Model fit を行うことで算出できる。そこで、SXT の flight model と同じ工程で作られた反射鏡サンプルを 6 枚選び、宇宙科学研究所 X 線ビームラインにおいて反射鏡の角度反射率を測定した。その結果、測定した角度反射率曲線から算出した表面粗さには違いが見られた。現在使われている SXT の応答関数では、表面粗さは全ての反射鏡で一律に同じ値となっているため、測定するサンプルを増やし、個々の反射鏡に適切な表面粗さを設定する必要があることがわかった。

1 X 線望遠鏡

1.1 軟 X 線望遠鏡 (SXT)

ASTRO-H には、0.3~10 keV の範囲の X 線を捉える軟 X 線望遠鏡 (Soft X-ray Telescope : SXT) が搭載されている。SXT は焦点を共有する初段の回転放物面鏡と二段目の回転双曲面鏡で二回反射させて X 線を集光する斜入射光学系 (Wolter-I 型光学系) を採用している。また、図 1.1 で示すように Quadrant と呼ばれる 1/4 円筒を 4 つ組み合わせた構造になっている。この Quadrant は初段と二段目に設置されている。反射鏡は基板の厚さを $300 \mu\text{m}$ 以下に抑えたアルミニウム基板を使っており、反射率を稼ぐために表面に金を成膜している。また、有効面積を稼ぐために、この反射鏡を Quadrant に同心円状に 203 枚積層した多重薄板型を採用している。

1.2 平行平板モデル

複素屈折率 $\tilde{n}_2 = n_2 - i\beta_2$ の基板上に蒸着された屈折率 $\tilde{n}_1 = n_1 - i\beta_1$ 、厚さ d の単層膜に、波長 λ の光が入射角 θ_0 で入射した場合の振幅反射率は鏡面での反射と基板からの反射 (また、この 2 つが組み合わ

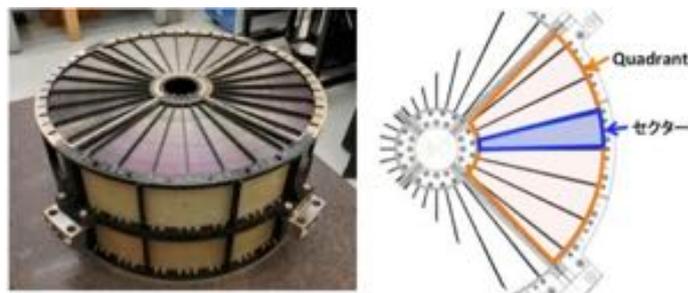


図 1.1: ASTRO-H 搭載軟 X 線望遠鏡 (SXT)

口径	450 mm
焦点距離	5600 mm
反射鏡積層数	203 枚
反射膜	Au
入射角	$0.15 \sim 0.59^\circ$
反射鏡基盤の厚さ	~ 79 枚目 $165 \mu\text{m}$ ~ 153 枚目 $241 \mu\text{m}$ ~ 203 枚目 $318 \mu\text{m}$

表 1.1: SXT の設計パラメータ

された複数回反射と透過を繰り返す)の重ね合わせで記述できる。このようなモデルを平行平板モデルという。 r_{ij} と $t_{ij}(i, j = 0, 1, 2)$ を媒質 i から媒質 j に光が入射するときのフレネルの振幅反射率と振幅透過率とする。この場合、振幅反射率は以下のような無限等比級数で表すことが出来る。

$$\begin{aligned} r &= r_{01} + t_{01}r_{12}t_{10}\tau^2 + t_{01}r_{12}^2t_{10}\tau^4 + \dots \\ &= r_{01} + \frac{t_{01}t_{10}r_{12}\exp(-2i\tau)}{1 - r_{12}r_{10}\exp(-2i\tau)} \end{aligned} \quad (1.1)$$

τ は光が膜内での回の内部反射で受ける位相の遅れを表している。屈折角 θ_r はスネルの法則によって、

$$\tilde{n} \sin \theta_r = \sin \theta_i \quad (1.2)$$

で与えられる。測定する試料には必ず粗さがあるため、計算には適当なモデルを用いて補正したフレネル係数を用いる必要がある。ここでは、界面の屈折率を考慮した Nevot-Croce モデルを使う。Nevot-Croce モデルは以下で表される。

$$F_{ij} = \exp \left\{ - \left(\frac{4\pi\sigma_{ij} \cos \theta_i n_j n_i}{\lambda} \right)^2 \right\} \quad (1.3)$$

$\sigma_{10} = \sigma_{01} = \sigma_1$ は、単層膜表面の、また $\sigma_{21} = \sigma_{12} = \sigma_2$ は基板表面の二乗平均 (RMS) 粗さであるとする、表面粗さを考慮した強度反射率は、

$$\begin{aligned} R &= |r|^2 \\ &= \left| F_{01}r_{01} + \frac{t_{01}t_{10}F_{12}r_{12}\exp(-2i\tau)}{1 - F_{12}F_{10}r_{12}r_{10}\exp(-2i\tau)} \right|^2 \end{aligned} \quad (1.4)$$

と表せる。

2 反射率測定

2.1 測定の目的

2.1.1 応答関数の構築

X 線望遠鏡の応答関数とは、ある強度を持つ点源から放射される X 線が、焦点面上にどのような強度分布のイメージを作るのかを関数として表した物で、X 線のエネルギーと入射角 θ に依存する。天空座標 (α, δ) に分布する強度分布 F の天体を X 線望遠鏡を

通して見ると、検出器の焦点面座標 (r, θ) とエネルギー E の関数として観測データ G を得る。応答関数を H_{Res} として式に表すと

$$F(E, \alpha, \delta) \times H_{Res} = G(E, r, \theta) \quad (2.1)$$

X 線望遠鏡に強度 1 の平行 X 線を入射させたとする、そのときの観測データ G が応答関数と等しくなる。この G は強度を表す関数と焦点面のイメージの広がりを表す関数に分離することができ、

$$\begin{aligned} 1 \times H_{Res} &= G(E, r, \theta) \\ &= S_{eff}(E, \theta) \cdot PSF(E, r, \theta) \end{aligned} \quad (2.2)$$

となる。 S_{eff} が強度 (有効面積)、PSF がイメージの広がり (結像性能) に対応している。

2.1.2 有効面積

有効面積 S_{eff} は次の式で定義される。

$$S_{eff}(E) = \int S(\theta)R^2(\theta, E) \quad (2.3)$$

ここで、 $S(\theta)$ は一段目の反射鏡に入射角が $\theta \sim \theta + d\theta$ の間にある開口面積で、 $R(\theta, E)$ は入射角 θ 、エネルギー E の時の鏡面の反射率である。反射は一段目と二段目でそれぞれ入射角 θ の 2 回反射となるため、 $R^2(\theta, E)$ となっている。有効面積は個々の反射鏡の入射角ごとの反射率 (角度反射率) を知ることで精度の向上させることができる。

2.1.3 表面粗さによる反射率の低下

しかし、実際の反射鏡では基板面の粗さや成膜法などの様々な要因で、完全に平滑な表面を作ることはできない。現在 SXT の応答関数に使われている表面粗さは、地上較正試験で測定した有効面積と合う値を、シュミレーションで決めている。SXT-I が 9.5 Å、SXT-S が 12.2 Å である。反射鏡ごとの粗さは測定されておらず、今回の測定で、応答関数の値と反射鏡の粗さが一致するか確認した。

2.2 測定環境

測定は宇宙科学研究所 X 線ビームラインで行った。SXT の反射鏡は Quadrant に並べた位置によって基板の厚さが異なるため、それぞれから 1 枚ずつ測定する必要がある。測定には、SXT の flight model と同じ工程で作られた反射鏡サンプルを 6 枚 (初段と二段目から各 3 枚) 選んでいる。また、表面粗さのエネルギ依存性を確認するために、Ti-K α (4.51 keV)、Cu-K α (8.04 keV) の特性 X 線を用いた。検出器には背面照射型 CCD を使用しており、入射 X 線はスリットで幅 0.2mm、高さ 4mm に絞っている。

2.3 測定内容

角度反射率は 0.05° ピッチで測定している。CCD で測定を行う場合、データが飽和電荷量を超えてしまうと反射率を正確に求めることはできない。そのため、反射光の強い小角度側と、反射光の弱い大角度側で照射時間を変えている。また、反射率を求めるために必要なダイレクト光の測定を、各スペア鏡の反射率測定の最初と最後、加えて入射角が 0.5°, 1.0°, 1.5° へ移動するごとに行っている。Ti-K α の測定では 5 回、Cu-K α の測定では 4 回測定した。

3 結果

3.1 反射率の導出

反射率は、反射光の強度をダイレクト光の強度で割ったもので表している。このとき、反射光とは反射鏡によって反射された X 線を指し、ダイレクト光は反射される前の X 線を指す。反射率は、

$$Ref = \frac{N - B_N}{D - B_D} \quad (3.1)$$

で表すことが出来る。ここで、 N は反射光の CCD の出力、 B_N は反射光の出力に含まれる dark の値、 D はダイレクト光の出力、 B_D はダイレクト光の出力に含まれる dark の値である。

3.2 測定結果

反射率測定の結果を以下に示す。図 3.1 は Ti-K α での角度反射率、図 3.2 は Cu-K α での角度反射率を表している。黒が基板の薄いサンプル、赤が中間層のサンプル、緑が基板の厚いサンプルを表している。

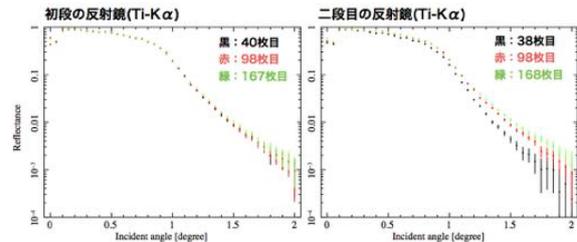


図 3.1: Ti-K α (4.51 keV) での角度反射率

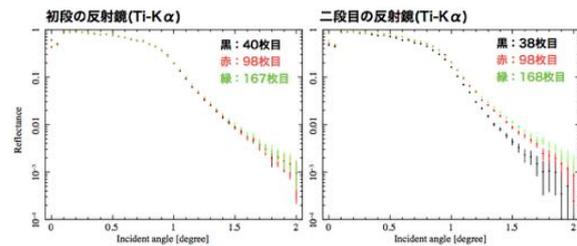


図 3.2: Cu-K α (8.04 keV) での角度反射率

この角度反射率の結果から、二段目の反射鏡サンプルで角度反射率の違いが確認できた。

4 表面粗さの導出

角度反射率から反射鏡の表面粗さを算出するために、Model fit を行った。今回の解析では、X 線エネルギーと角度オフセットのみを固定している。図 4.1 は初段の 98 枚目に積層した反射鏡サンプルの Model fit 結果である。また、表 4 は、Model fit で算出した各サンプルの表面粗さを表している。これより、表面粗さに入射する特性 X 線による違いは見られなかったが、初段と二段目の表面粗さで違いが見られ、二段目では各反射鏡サンプルで全て異なる表面粗さが算出されてしまった。

反射率のモデルフィット

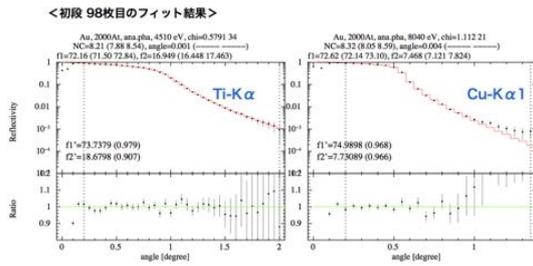


図 4.1: 98 枚目に積層した反射鏡サンプルでのフィット結果

	表面粗さ (Å)
SXT-I	9.5
SXT-S	12.2

表 4.1: SXT-I,SXT-S の応答関数に組み込まれた表面粗さ

	粗さ (Å) (左: Ti-Kα 右: Cu-Kα)	
初段		
40 枚目	8.2 ± 0.4	7.9 ± 0.5
98 枚目	8.2 ± 0.3	8.3 ± 0.3
167 枚目	7.5 ± 0.4	7.7 ± 0.3
二段目		
38 枚目	11.8 ± 0.4	11.5 ± 0.4
98 枚目	8.4 ± 0.3	8.1 ± 0.4
168 枚目	6.7 ± 0.3	6.3 ± 0.6

表 4.2: 反射鏡サンプルの粗さ

5 考察

望遠鏡内での位置によって反射鏡の表面粗さが違う理由を考察した結果、反射面の製作方法に注目した。反射面はエポキシ樹脂などの接着剤を付けたアルミニウム基板に、金を蒸着したガラス円筒(マンドレル)を圧着させて写し取っている。制作する際に同じサイズのマンドレルを使用している、表面の形状が全て同じとは限らないため、反射面の粗さに差が出る可能性がある。下の表5は今回の測定に使用した反射鏡サンプルを製作するときに使用したマン

ドレルのサイズと ID を表している。初段と二段目の反射鏡でマンドレルの ID が違うものは粗さが一致しないことがわかった。

	粗さ (Cu-Kα) (Å)	マンドレルのサイズ (mm)-ID
初段		
40 枚目	7.9 ± 0.5	150-11
98 枚目	8.3 ± 0.3	215-31
167 枚目	7.7 ± 0.3	325-36
二段目		
38 枚目	11.5 ± 0.4	150-1
98 枚目	8.1 ± 0.4	215-31
168 枚目	6.3 ± 0.6	325-20

表 5.1: 反射鏡サンプル製作に使用したマンドレル

6 結論

初段と二段目での反射鏡表面粗さの違いは製作過程で使用したマンドレルの違いから説明することができるが、反射鏡を並べる場所によって粗さが異なる理由は説明できていない。現在使われている SXT の応答関数では表面粗さはすべての反射鏡で一律に同じ値となっている。測定する反射鏡サンプル数を更に増やし、個々の反射鏡に適切な表面粗さを設定することで応答関数の精度を高めて行く必要があることがわかった。

Reference

- 波岡 武, 山下 広順, 「X 線結像光学」 1999, 培風館
- 横山 裕士, 修士論文, 「Astro-E2 搭載用 X 線望遠鏡の背面反射による迷光のモデル化とその検証」 2004, 中央大学大学院
- 佐藤 寿紀, 修士論文, 「次期 X 線天文衛星 ASTRO-H 搭載軟 X 線望遠鏡の応答関数構築に向けた性能評価」 2015, 首都大学東京大学院

[目次へ](#)

c13

湾曲結晶鏡の X線分光実験・評価

中央大学

M2 Suzuki Ryota

湾曲結晶の X 線分光実験・評価

鈴木 涼太 (中央大学大学院 理工学研究科)

Abstract

近年、X線天文学において、偏光の測定が可能な観測機器の開発が行われてきている。X線天文学に偏光の情報が加わると、位置、エネルギー、時間に加えて4つの情報を得ることが出来るようになる。我々の研究室では、湾曲した結晶とCCDを用いて、X線のエネルギーと偏光情報を同時に得られる観測機器の研究開発を行っている。これが実現すれば、X線のエネルギーと偏光方向に制限を付けることにより、恒星などで発生したX線の発生メカニズムがどうなっているかを観測することが可能になるであろう。本研究では、我々の研究室で作成した湾曲した結晶に、宇宙科学研究所の標準X線発生装置から出力したX線を当てる実験を行い、作成した結晶鏡のX線のエネルギースペクトル検出器としての性能を評価した。X線発生装置のターゲットにCuを用いて、分光能力について実験を行った結果、現段階でCu-K α 線(8keV)に対し38 eVというCCD単独以上のエネルギー分解能を達成できていることを確認した。連続成分は5~8 keVの帯域で分光に成功していた。実験の方法と、その解析の方法に関して報告をする

1 背景

我々の研究室では、Si結晶を用いたブラッグ反射を用いたX線反射鏡を研究している。Si結晶を湾曲させることで設計で5.5 keV~8.0 keV X線を反射、集光することができる回転放物面状の反射鏡を制作。今回初めてX線を当てて、分光性能についての実験・解析を行った。特徴としては、反射型偏光計として使えること、集光することで、少ない検出器面積で高いS/N比を出すこと、オフフォーカス状態で、分光素子として使えること、分光測定と偏光測定を同時に行えるユニークさを持つことが挙げられる。

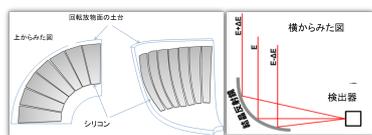


図 1: 結晶の配置と集光の様子

認できれば分光の可否が判断できると考えた。輝線を確認するため、8keV付近を通しやすいバンドパスフィルターとしてNiを使用した。

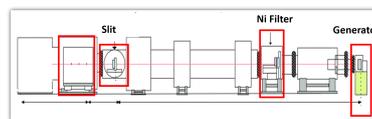


図 2: 実験装置のビームライン

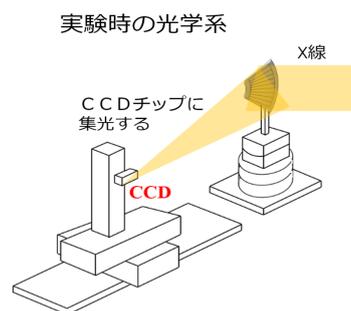


図 3: 実験装置の光学系

2 実験

宇宙科学研究所 標準X線光源室のビームラインにて実験を行った。X線源はX線管、ターゲットはCu。Cu-K α の特性X線 8.05 keV を使い、輝線を確認

3 分光観測

ブラッグ反射によって、湾曲 Si を分光素子として機能させる。あえて、オフフォーカスにすれば、エネルギーごとに入射する位置が異なる状態に出来るため、分光観測が可能になる。

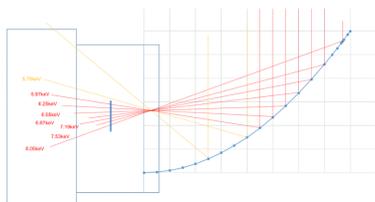


図 4: オフフォーカスによる分光観測

実験時の配置から、CCD に入射する X 線のエネルギーはおおよそ 5.8 keV ~ 8.1 keV であったと予想される。

3.1 単純なヒストグラムから大まかなエネルギー推測

実験により得られた CCD 画像のすべてのイベントを集め、1 ピクセルごとのパルス高さをとり分布を調べ重ね合わせた分布。おおよそのスペクトルに対応している。ADU = 160 ~ 170 あたりにかけて、ピークがある。一際明るいため、Cu-K α 輝線が見えているのではないかと考えた。

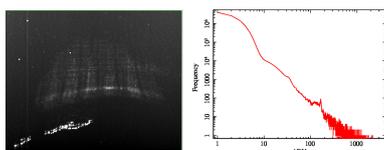


図 5: 得られた像とそのヒストグラム

ただし、これだけでは断定をすることはできない。そこで、Ni フィルターを通した後もこのピークが見えているのか確かめることにした。

3.2 Ni フィルターを挟んだ場合のヒストグラム

Ni フィルターは Cu-K α の 8 keV 付近を一番よく通す。これを通したうえでピークが残っていれば、それが Cu-K α 線である強い証拠になる。その結果が右の図。CCD 画像のうち、下の緑の領域のすべてのイベントを集め、1 ピクセルごとのパルス高さを調べ重ね合わせた分布を示した。この場合単純に全ピクセルのヒストグラムをとっているだけなので、シングルピクセルイベント以外を拾っている。そのため正確なスペクトルを見ているわけではないが、依然として ADU = 160 ~ 170 あたりにかけてピークがあるのは確認できる。

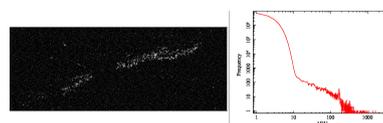


図 6: 得られた像とそのヒストグラム

Ni フィルターの有無に関わらず見られるこの明るい筋が Cu-K α 輝線であると確認できた。

3.3 Cu-K α 線の像の分散角からエネルギー分解能を出す

y 軸方向の強度分布を書かせ、像の分散角を計算する。

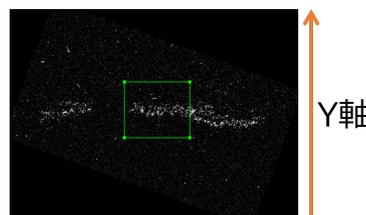
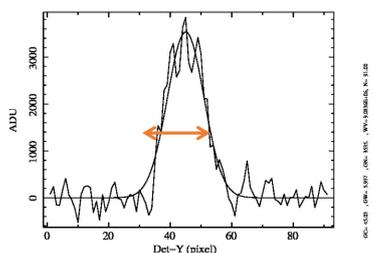


図 7: 緑の領域において分散を計算した

緑の領域に絞ると、FWHM : 6.0 [pixel] となった。これはエネルギーに換算すると、E : 38 [eV] の分散に相当する。結晶の表面粗さを含んだ結果ではあるが、現時点で CCD と同等かそれ以上の分解能を有していると考えることが出来る。



FWHM = 6.0 [pixel]

図 8: y 軸方向のピクセル値の分散

4 まとめ・展望

湾曲した結晶によるブラッグ反射鏡の X 線分光能力を確認した。8keV (Cu- $k\alpha$ 線) において、40 eV 程度の FWHM でエネルギーを分解できることが分かった。課題、展望としては、集光能力を測り切れていないことが挙げられる。可視光実験時は 1mm の大きさまで集光できたが、X 線での実験時は 5.5mm にとどまった。CCD と反射鏡の配置を調整する必要があると考えられる。また、Si 結晶の表面の粗さが綺麗な像を作るための障害となり、分光性能に影響していると考えられるので、これを改善していく必要がある。

[目次へ](#)

c14

4回反射型X線望遠鏡の新しい鏡面支持
機構の開発
名古屋大学
M1 関大策

4 回反射型 X 線望遠鏡の新しい鏡面支持機構の開発

関 大策 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

ダークバリオン探査衛星 DIOS 用の望遠鏡として、600 mm の大口径、700 mm の短い焦点距離を有する 4 回反射型 X 線望遠鏡 FXT(Fou-stage X-ray Telescope) の開発が行われている。FXT は 4 回反射により、広視野で大有効面積を有する一方、反射鏡の形状誤差や位置決め誤差が結像性能に影響する。これまでに、4 段一体で反射鏡を支持するアライメントプレートを使用することによって反射鏡の位置決め誤差を小さくし、又、円周方向の形状誤差を改善するためアライメントプレートの動径方向の位置を最適化するための微調機構を導入した。しかし、現状の結像性能は 7.9 分角 (HPD) であり、DIOS/FXT の要求結像性能の 5.0 分角には達していない。この要因として単体反射鏡の形状精度不足やハウジング内でのミラーの変形が考えられているが、実際にハウジング内で反射鏡がどのように変形しているか検証はまだ行われていない。また、微調機構も定量的な微調は行われていないため、完全にはその機能が活かされてはならず最適化は不十分である。これらの解決の一助として 2 枚 1 組のアライメントプレートが製作された。反射鏡挿入後に片方のプレートを動径方向にずらすことで溝の遊びを実効的にゼロにするという方式である。これにより、ミラーの過剰変形を避けつつ、反射鏡支持の最適化が図れると期待される。本研究では、この 2 枚 1 組のアライメントプレートの最適な微調量の理解を目的として、可視平行光の反射像を用いて精密に評価し、微調前後の結像性能を比較した。また、顕微鏡を用いて微調の際のアライメントプレートの位置を調整した。その結果結像性能は HPD で 24 分角から 6 分角に改善された。このことから微調機構が有用であることが考えられる。改善はされたものの、50 μm 単位でアライメントプレートを動かしたので、最適な反射鏡支持を行ったとは言えない。また、全てのアライメントプレートで溝の遊びを固定して測定したため、2 枚式の長所を活かしきれてはいない。アライメントプレートの位置変化量、溝の遊びともに、より細かく微調することで反射鏡支持の最適化ができると考える。

1 研究背景

1.1 DIOS 衛星

現在の宇宙の組成のほとんどを、ダークエネルギーとダークマターが占めていて、バリオンは 4.6 % にすぎない。我々が観測できるのはバリオンであり、バリオンの観測によってダークエネルギーやダークマターの存在や性質を理解してきた。しかし、観測できるはずのバリオンでさえ、その半分以上が未だに観測されておらずダークバリオンと呼ばれている。ダークバリオンの多くが WHIM (Warm - Hot Intergalactic Medium) と呼ばれる、 10^5 から 10^7 度の高温のガスであると考えられている。DIOS の観測目的は、この WHIM からの酸素輝線を観測してダークバリオンの

空間分布を明らかにすることである。WHIM は面輝度が低く広がっているため、高視野・大有効面積の光学系が必要となる。そこで、従来の 2 回反射光学系にかわり 4 回反射光学系を採用することで、短焦点距離かつ広視野の光学系が実現可能となる。

1.2 4 回反射型 X 線望遠鏡

4 回反射型 X 線望遠鏡 (FXT:Four-stage X-ray Telescope) は、DIOS 衛星が要求する短焦点 700 mm かつ $S \Omega$ (視野 \times 有効面積) = $100 \text{ cm}^2 \text{ deg}^2$ (@ 0.6 keV) という性能を満たすために、従来の Wolter-I 型を基本に反射回数を 2 回から 4 回に増やした拡張型 Wolter-I 型光学系を採用している。現在この望

遠鏡の口径 500 mm 付近の反射鏡を製作中である。反射鏡はハウジングと呼ばれる、反射鏡支持機構に搭載する。このハウジングは1周を4等分したもので、高さは約 175 mm、半径は約 300 mm である。

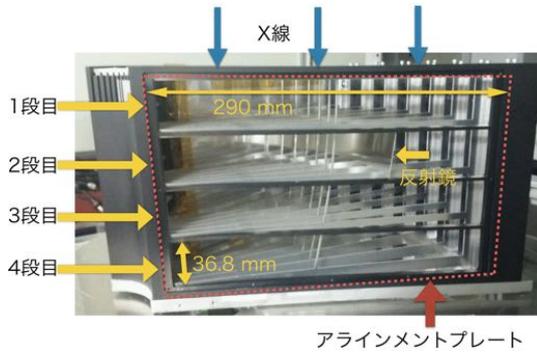


図 1: 1/4 周ハウジングの側面。2 段目の反射鏡が搭載されている。

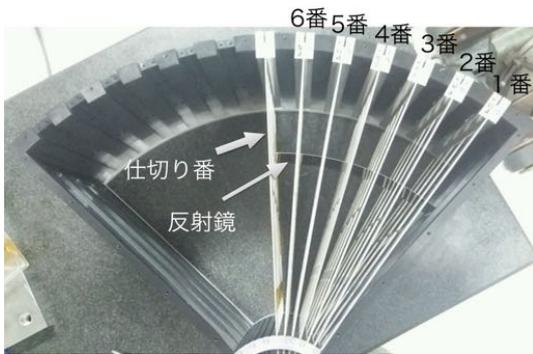


図 2: ハウジング上面。6 枚のアライメントプレートと仕切り番が入っている。アライメントプレートは、1 番から 6 番までハウジング壁側からナンバリングしている。

従来の X 線望遠鏡においては反射鏡の支持位置決め機構としてアライメントバーとよばれる、支持棒に反射鏡を差し込む溝が切ってあるものを複数用いて、反射鏡を支持しているが、本望遠鏡では各段のアライメントバーが一体となった構造のアライメントプレートを用いている。この、4 段一体で反射鏡を支持するアライメントプレートを使用することによって反射鏡の位置決め誤差を小さくし、又、円周方向の形状誤差を改善するためアライメントプレートの動径方向の位置を最適化するための微調

機構を導入した。

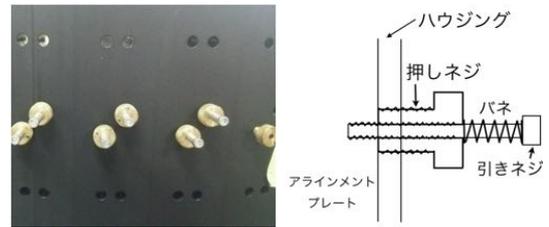


図 3: ハウジング外周 (左) と微調機構の模式図 (右)。引きネジとバネによって、プレートを押しネジに接触させている。ネジを 1 周回すとアライメントプレートを動径方向に $500 \mu\text{m}$ 動かす設計になっている。

しかし、現状の結像性能は 7.9 分角 (HPD) であり、DIOS/FXT の要求結像性能の 5.0 分角には達していない。HPD : Half Power Diameter は、望遠鏡の結像性能を示す指標として用いられる。これは、点源からの全光量の半分が入る円の直径である。結像性能が要求性能に達していない要因として、単体反射鏡の形状精度不足やハウジング内での反射鏡の変形が考えられているが、実際にハウジング内で反射鏡がどのように変形しているか調査はまだ行われていない。また、微調機構も定量的な微調は行われていないため、完全にはその機能が活かされてはならず最適化は不十分である。これらの解決の一助として 2 枚 1 組のアライメントプレートが製作された。反射鏡挿入後に片方のプレートを動径方向にずらすことで、 $100 \mu\text{m}$ の設計値である溝の遊びを実効的にゼロにするという方式である。反射鏡の位置決めに使われるプレートをサポートプレートと呼び、溝の遊びをゼロにするために動かすプレートをポジショニングプレートと呼んでいる。

これにより、反射鏡の過剰変形を避けつつ、反射鏡支持の最適化が図れると期待される。

そこで本研究では可視光を用いて、反射鏡支持の最適化のためには、微調機構によってアライメントプレートをどの程度動径方向に動かせば良いかを調べた。

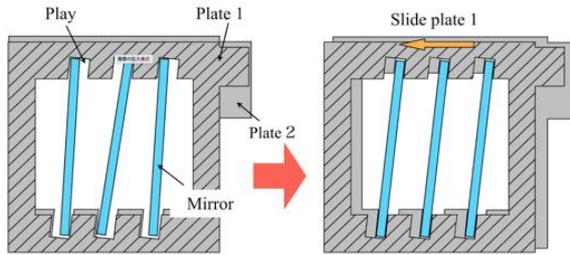


図 4: 2 枚式アラインメントプレート。ポジショニングプレートをずらして溝の遊びをゼロにすることによって、反射鏡の形状が矯正される。

2 測定

2.1 顕微鏡によるアラインメントプレートの位置調整

微調機構のネジを 1 周回すと $500 \mu\text{m}$ アラインメントプレートが動く設計になっているが、実際は設計どおりにアラインメントプレートは動かず、数十 μm のばらつきがある、そこで、今回は顕微鏡を用いてアラインメントプレートの位置を調整した。アラインメントプレート上部にはリファレンスと呼ばれる溝があり、2 枚のプレートのリファレンスの位置を顕微鏡で調整することにより、アラインメントプレートの動径方向の位置を調整した。

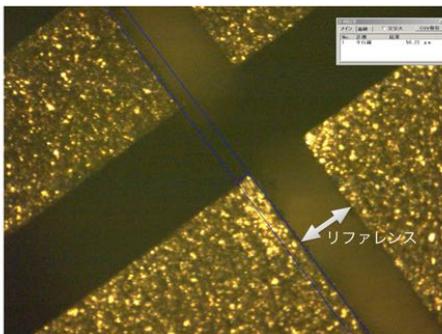


図 5: 顕微鏡 (倍率 200 倍) で見るリファレンス。リファレンスの位置を調整することによってアラインメントプレートの位置を調整する。

2.2 調整手順

はじめに、6 組のアラインメントプレートのリファレンス位置を合わせた。次に、2 段目の反射鏡をハウジングに入れた。その後、1 番から 6 番の各アラインメントプレートについて、サポートプレートを動径方向に $50 \mu\text{m}$ 動かし、溝の遊びが $50 \mu\text{m}$ になるようにポジショニングプレートも動かした。この操作を各アラインメントプレートに対して、焦点面像がシャープに集光されるまで繰り返した。設計上は、動径方向にポジショニングプレートを $100 \mu\text{m}$ 動かした時に溝の遊びはゼロになるが、リファレンスを合わせる際の誤差により $100 \mu\text{m}$ 動かすと反射鏡を損傷させる可能性があるので、今回は溝の遊びを $50 \mu\text{m}$ で固定した状態で比較した。

2.3 可視光測定

可視光測定のセットアップを図に示す。光源からでた平行光はハウジングの中の反射鏡表面にあたり、カメラの撮像素子上で結像される。



図 6: 可視光測定のセットアップ

2.4 測定手順

本研究では、2 段目の反射鏡のみの測定を行った。まずは、微調前の焦点面像を撮影した。アラインメントプレート位置の微調後に、再び焦点面像の撮影をした。

3 結果と議論

微調前と後の焦点面像を図 7 に示す。

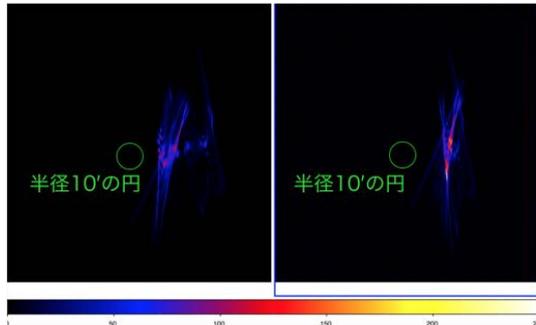


図 7: 微調前の焦点面像 (左) と微調後 (右) の焦点面像。円は半径 10 分角の円。

この微調前の焦点面像と微調後の焦点面像について HPD を求めると、微調前は 24 分角で微調後は 6 分角であった。また、微調後のサポートプレートの位置は 1,2,3,6 番のプレートは初期位置のまま、4,5 番はハウジング外側に $100 \mu\text{m}$ 引いた位置であった。

微調の前後で HPD が改善されたので、この微調機構が有用であることが示された。しかし、改善はされたものの、 $50 \mu\text{m}$ 単位でアライメントプレートを動かしたので、最適な反射鏡支持を行ったとは言えない。また、全てのアライメントプレートで溝の遊びを固定して測定したため、2 枚式の長所を活かしきれてはいない。

4 まとめ

2 枚 1 組のアライメントプレートの最適な微調量の理解を目的として、可視平行光の反射像を用いて精密に評価し、微調前後の結像性能を比較した。また、顕微鏡を用いて微調の際のアライメントプレートの位置を調整した。その結果結像性能は HPD で 24 分角から 6 分角に改善された。このことから微調機構が有用であることが考えられる。改善はされたものの、 $50 \mu\text{m}$ 単位でアライメントプレートを動かしたので、最適な反射鏡支持を行ったとは言えない。また、全てのアライメントプレートで溝の遊びを固定して測定したため、2 枚式の長所を活かし

きれてはいない。アライメントプレートの位置変化量、溝の遊びとともに、より細かく微調することで反射鏡支持の最適化ができると考える。

