

台湾 AMiBA プロジェクト： コミッショニングと初期成果



西岡 宏 朗

〈台湾中央研究院天文及天文物理研究所 Institute of Astronomy & Astrophysics, Academia Sinica, Taipei 10617, Taiwan〉
e-mail: nishioka@asiaa.sinica.edu.tw

われわれ AMiBA (The Yuan-Tseh Lee Array for Microwave Background Anisotropy) プロジェクトチームは、2007 年 AMiBA の試験運用を完了し科学的調査のための本観測を開始した。AMiBA は 3 mm (94 GHz) の波長域で宇宙背景放射 (CMB) の非等方性およびスニヤエフゼルドビッチ (SZ) 効果を通じた銀河団観測を主目標とした電波干渉計プロジェクトである。ハワイ島マウナロア天文台標高 3,396 m 地点にサイトをもち、ヘキサポッドと呼ばれる六脚を用いてすべてのアンテナの乗った 6 m のプラットフォームを操作するという特殊な駆動システムを備えている。2007 年中に 60 cm アンテナ 7 個を用いた観測を行い、合計 6 個の銀河団の SZ 効果検出に成功した。2009 年には解析を完了し、2009 年から 10 年にかけて装置やテスト、初期成果に関する合計 12 編の論文を発表した。現在は 120 cm のアンテナ 13 個を用いた装置へと拡張中であり、間もなく本格的な観測を開始する予定である。本稿では、AMiBA の初期成果に加えて本観測に入る前のさまざまな準備とテストについても紹介する。

1. スニヤエフゼルドビッチ効果を利用した銀河団観測

スニヤエフゼルドビッチ (SZ) 効果を利用した宇宙論、銀河団物理が大きな進展を見せつつある。SZ 効果とは、ビッグバンの名残りであり宇宙全体に満ちている宇宙背景放射 (CMB) が銀河団内などにあると考えられる高温プラズマを通過する際に、高エネルギー電子との逆コンプトン散乱を経てその黒体放射のスペクトルをゆがめる現象である¹⁾。宇宙背景放射は約 2.73 K の黒体放射であることが知られているが、SZ 効果によって数百マイクロ K 程度の変更を生じさせると理論的に予言されている。実際の装置による観測のように波長域を限定すれば、波長 1.38 mm (相対論的

効果が無視できる場合) を境に長波長側では低温側、短波長側では高温側への変化となる。このようにして、宇宙背景放射を測定すれば銀河団内の高温プラズマは温度がずれたスポットとして観測されるのである。またこの SZ 効果は赤方偏移 (すなわちわれわれから銀河団までの距離) 依存性が低いため、遠い銀河団の特性を知るのに大きなメリットがある。これは遠くの銀河団には、その分過去の宇宙のよりエネルギー密度の高い CMB が通過しているためである。このため SZ 効果を通じた銀河団観測は、銀河団研究において非常に有用であると考えられる。こうして SZ 効果検出を目的としたさまざまなプロジェクトが世界各地で開始され始めている。

近年開始された SZA^{*1}, ACT^{*2}, SPT^{*3}, APEX-

*1 <http://astro.uchicago.edu/sza/>

*2 <http://www.physics.princeton.edu/act/>

*3 <http://pole.uchicago.edu/>

SZ^{*4}などはSZ効果検出を主目標の一つに掲げているプロジェクトの例であり、2010年現在徐々に成果も発表され始めている²⁾⁻⁵⁾。また全天CMB観測を目的としたPLANCK衛星^{*5}や大型干渉計計画であるALMA^{*6}などからもSZ効果を利用した科学的成果が期待されている。

2. AMiBA プロジェクト

このような背景でスタートしたのがわれわれのAMiBA (The Yuan-Tseh Lee Array for Microwave Background Anisotropy) プロジェクトである⁶⁾。この計画は台湾中央研究院天文及天文物理研究所 (ASIAA)、台湾大学、ATNF (Australia Telescope National Facility) の共同プロジェクトであり、台湾のCosPA (Cosmology and Particle Astrophysics) プロジェクトの一部として開始された計画である。観測装置としては、比較的安定性が高いとされ、ASIAAが培った経験 (Submillimeter Array) を有効に活かすことができる干渉計が採用された。また波長域は3 mm (94 GHz) が選択された。これは波長依存性のあるSZ効果の強度が波長3 mm付近ではほぼ最大であり、またSZ効果測定に混入してくると考えられる前景の電波点源やダストからの放射、CMBの揺らぎなどの影響が最小となるからである。上記いくつかのSZ効果をターゲットとした計画とは波長域に関して相補的な関係にあると言える。プロジェクトが開始されたのは2000年のことである。プロトタイプでのテストが2002年に開始され、筆者はこのテストの途中であった2003年からこのプロジェクトに参加した。サイトはインフラの整ったハワイ島マウナケア山のお隣、マウナロア天文台 (標高3,396 m地点) に建設された。当時の状況についてはもう一人の日本人メンバーである梅津敬一氏による天文月報記事⁷⁾もあるので参照していただきたい。

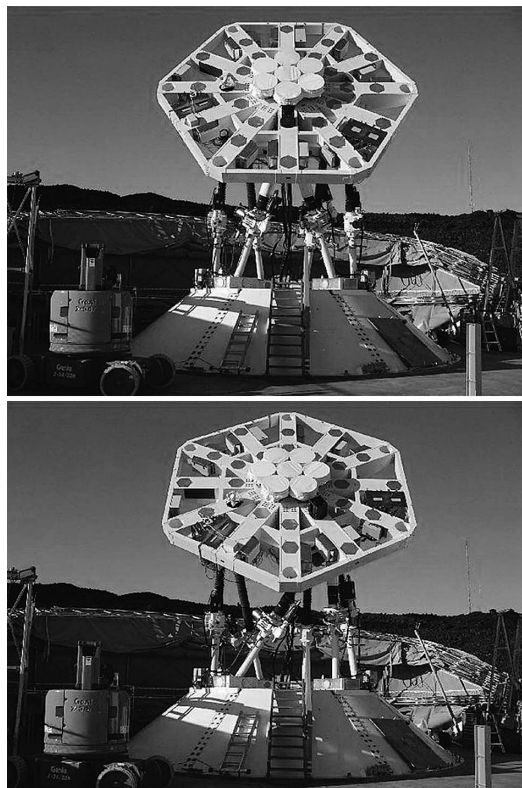


図1 7素子AMiBAの姿。6mのプラットフォームをヘキサポッドにより操作する。下図は30度プラットフォームを回転させた状態。ヘキサポッドにより左右30度の回転が可能である。

プロトタイプによるテストが完了し、AMiBAの基礎となる駆動システムが設置されてテストを開始したのは2004年のことである。図1は7素子AMiBA完成後の写真である。6mのプラットフォーム上に、七つの60 cmアンテナすべてを配置した干渉計である。これには一つの駆動システムですべてのアンテナを同時にコントロールできるという大きなメリットがある。また駆動システムとしては、ドイツのVertex Antennentechnik GmbHによって開発されたヘキサポッド (6脚) を採用している。AMiBAは、現在稼働中の世界最

*4 <http://bolo.berkeley.edu/apexsz/>

*5 <http://www.rssd.esa.int/index.php?project=P>

*6 <http://alma.mtk.nao.ac.jp/j/>

大のヘキサポッド望遠鏡であり、AMiBAの大きな特徴となっている。図1の上下の写真をよく見比べていただきたい。上の写真の場合に比べて30度ほど回転しているのがおわかりいただけるだろうか。われわれのヘキサポッドはこのような左右30度ずつの回転操作も可能であり、観測する天体に対してアンテナの相対位置も簡単に変えることが可能となっている。干渉計における画像合成は、さまざまなアンテナ二つの組み合わせからくるビジビリティと呼ばれるシグナルを逆フーリエ変換することによって行われる。アンテナ二つの相対位置はフーリエ空間における位置に対応する。ヘキサポッドによる回転操作はこのフーリエ空間でのサンプルを増やすことに相当し、われわれの干渉計の画像合成において重要となってくるのである。またプラットフォーム上にあるたくさんの穴はアンテナを設置するためのものであり、目的によってさまざまな配置の組み合わせが可能である。プラットフォームの両端に配置された二つのアンテナペアを用いた場合、二分角の角分解能の観測が可能となる。

3. 本観測に向けた準備

2007年、われわれは科学的調査を目的とした本観測を開始したが、それ以前にさまざまなテストを行った。実際2004年にヘキサポッドが設置されて、そこからさらに2年以上の歳月をかけて2007年の本観測にこぎ着けたのである。この成果の大半は技術者メンバーたちの活躍によるものであるが、この部分の解説は筆者の能力を越えるため、ここでは筆者が主に携わったポインティング補正（望遠鏡を指定した位置に精度よく向けさせるための補正）、ノイズ特性のテスト、装置の安定性と較正について取り上げる。上で述べたようにわれわれのサイトはマウナロア山の標高3,396 m地点である。睡眠を取る場所など（寝袋を除いて）ないので、同僚たちとハワイ島ヒロのコンドミニアムで共同生活をしながら毎日車で片道

1時間半をかけてサイトまで往復するという生活である（ちなみに現在はコンテナを用いた簡易ベッドルームが設置されており随分快適となった）。

この章の内容は主に2009年のApJで発表された3編の論文^{8)~10)}を解説したものである。またハードウェアのより技術的な報告は文献11, 12でされており、そちらも参照していただきたい。

3.1 ポインティング

われわれの装置は電波干渉計であるが、ポインティングのテストには短時間で天体の位置が精度よく測定できる光学望遠鏡を用いている。図1の下図、七つのアンテナが設置してある中心部の右下にある黒い筒状のものがわれわれがポインティングに使用している光学望遠鏡である。これで恒星のカタログからターゲットを選び出し、光学望遠鏡で撮影してその像が中心にきているかどうかをチェックするのである。AMiBAの駆動システムには気温変化による膨張収縮や大気による屈折からのずれなどの補正アルゴリズムが組み込まれているが、それでも補正できないモデル化の難しいポインティングのずれが存在する。われわれはこの部分を経験的に補正する方法を採用している。すなわち光学望遠鏡で観測した恒星像の中心からのずれを測定し、それが中心にくるように補正值を入力していくのである。当然だが観測できる恒星は有限である。また、このずれが短時間で変化するようでは補正は不可能である。したがって当初鍵となったのは(1)どのくらい密なサンプルが必要か(2)このずれがどの程度の時間スケールで保持されているか、ということであった。われわれはさまざまなサンプル数のポインティングを長期間繰り返し、このずれの特性を徹底的に調べた。その結果、ある観測時に見える天球全体をほぼ均等な100の区画に分割してそれぞれの領域で恒星の位置を測定し、その情報を用いてポインティングの補正を行えば十分な精度が得られることがわかった。またこの特性は特に装置に変

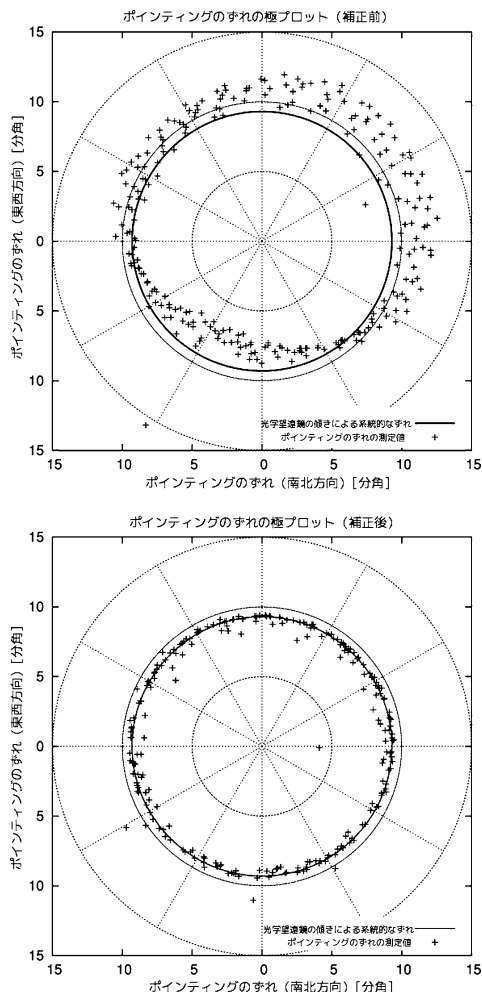


図2 光学望遠鏡により撮影された恒星像の位置から測定されたポインティングのずれ(“+”). ポインティングのずれの大きさを、天球上の区画の位置の関数として極プロットしたもので、中心からの距離がポインティングのずれの大きさ、角度が区画の位置(東西南北の方角のみを表したもので、高低は区別していない)を表している。上図と下図はそれぞれポインティングの補正前と補正後。補正前に比べて補正後は、ずれの点がより太線上(光学望遠鏡のプラットフォームに対する傾きからくるずれ)に集合している(つまり光学望遠鏡の傾き以外のずれはほぼ消えた)ことがわかる。最終的に0.4分角のポインティング精度を達成した。

更のなかった2年以上の間、観測できる変化は起こらず、非常に安定性の高いことがわかった。図2はこの補正を行う前(上図)と後(下図)でポインティングのずれを比較したものである。ポインティングのずれの大きさを、天球上の区画の位置の関数として極プロットしたもので、中心からの距離がポインティングのずれの大きさ、角度が区画の位置(東西南北の方角のみを表したもので、高低は区別していない)を表してゐる。天球を250の区画に分け、ポインティングのずれを測定した結果であり、“+”はそれぞれの区画での測定値である。円形の太線は光学望遠鏡がプラットフォームに対して傾いていることから出てくるずれで、補正すべきポインティングのずれとは区別しなければならない。上図と下図を見比べてみると、補正を行う前と後で、ずれの点がより太線上に集合している(つまり光学望遠鏡の傾き以外のずれはほぼ消えた)ことがわかる。このアプローチにより最終的に0.4分角のポインティング精度を達成した。これはAMiBA(7素子)の角分解能約6分角に比べても十分小さいものであり、われわれの必要なスペックを得ることに成功したのである⁸⁾。余談ではあるが、このテストを始めた当初、まだ手探りの状態だった頃はこのポインティングも自動化されておらずすべてが手作業であった。1個1個手で星の座標を入力してヘキサポッドを操作し、次に光学望遠鏡のCCDを操作して撮影、という具合である。50区画程度のポインティングをするのに一晩近くもかけていたわけであるが、ある日などすべての作業が終わりかけていたところになって、ある補正モードの設定が間違っていたことに気づき、すべてが水の泡となったことがある。当時の筆者のノートにはこのような悲劇が無数に記録されているのである。その後ポインティングは自動化され、コマンドを一つ入力するだけで100区画程度のポインティングを1時間以内で完了できるようになっている。

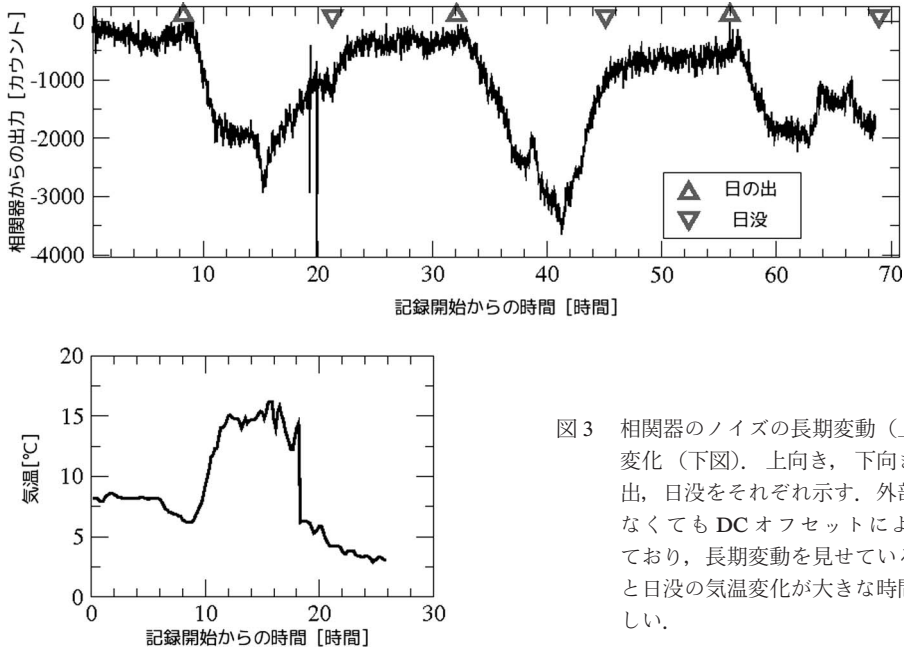


図3 相関器のノイズの長期変動（上図）と気温の変化（下図）. 上向き，下向きの三角は日の出，日没をそれぞれ示す．外部からの信号がなくてもDCオフセットにより0からずれており，長期変動を見せている．特に日の出と日没の気温変化が大きな時間帯に変動が激しい．

3.2 ノイズ特性

われわれが検出しようとしているシグナルは非常に弱いものであり，短時間の観測ではノイズの下に埋もれている．天体からのシグナルは一定であるのでそれを長時間観測して足し合わせることで，ノイズ成分は平均化され，シグナルが姿を現すのである．実際後で述べる銀河団の観測には，1ターゲットあたり5-11時間の観測を行っている．ここで問題となるのは実際に長時間の観測により本当にノイズが平均化されているのかどうかである．もしわれわれがランダムだと思っているノイズが実際は別のところからきた系統的なものであれば，天体からのシグナルと見誤ることになる．したがって，ノイズの特性を事前に入念に調べておく必要があるのである．

われわれはアンテナのフィードホーンと呼ばれる信号の入り口に，吸収材を装着することによって外部からの信号の流入を防ぎ，装置からくるノイズの測定を数日間連続で行った．まずは図3を見ていただきたい．これはわれわれの相関器からくるノイズを2分ごとに平均し，時間に対してプ

ロットしたものである．ご覧いただけるように，外部からのシグナルがなくても相関器の出す信号は，DCオフセットと呼ばれる成分があるため完全に0にはならない．DCオフセットを中心として一見ランダムに分布しているように見えるのがノイズである．したがって，天体からのシグナルを取り出すにはこのDCオフセットを差し引いたうえで，シグナルが見えてくるところまで平均してノイズ成分を消し去らなければならない．さて問題は(1)実際にDCオフセットが差し引けるのか？(2)ノイズ成分がランダムノイズの場合に期待されるように時間のルートに反比例して減少するか？である．

3.2.1 DCオフセット

図3からわかるようにDCオフセットは完全に一定ではなく明らかに時間変化しているのが読み取れる．特に変化が激しいのは日没と夜明けの数時間で，これは装置の温度変化が影響しているものである（図3下部のグラフは気温をプロットしたもの）．夜の比較的気温が安定している間は変化も穏やかであり，本観測では通常この時間帯

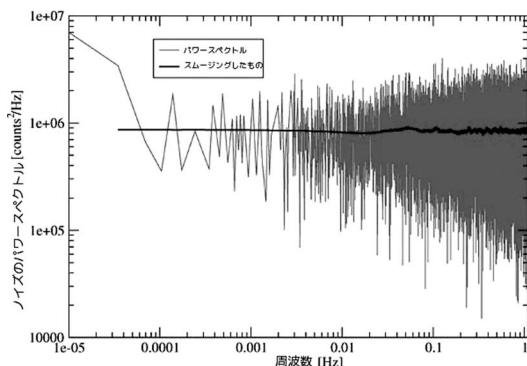


図4 ノイズのパワースペクトル。周波数は時間スケールの逆数に対応する。0.0001 Hz（数時間のスケール）までは平坦なスペクトルを示しており、短い周期での変化はないことを保証している。

で観測を行っている。さらに細かい DC オフセットの時間変化を見るためパワースペクトルと呼ばれる統計量をプロットしたのが図4である。これはノイズを時間に関してフーリエ変換したフーリエ係数のパワー（振幅の2乗）を周波数の関数でプロットしたものであり、どの程度の時間変動があるかを見るのに有用である。例えば 0.5 Hz のところに山があれば、2秒程度の周期で変動している成分があることになる。さてわれわれのノイズのパワースペクトルに関しては 0.0001 Hz 付近よりも大きな周波数（すなわち数時間程度よりも短い時間スケール）以降非常に平坦なパターンを見せている。これは白色ノイズと呼ばれるノイズの特徴で、特別な時間スケールで変動している成分をもたないことが示されている。これにより、少なくともわれわれの装置では短時間の観測でなら DC オフセットを一定であるとみなして問題ないことがわかる。このような DC オフセットの特性から、われわれは天体を数分観測した直後、今度は天体のない場所（ブランクパッチ）を同じ時間だけ観測し、二つを差し引くという方法を採用した。これを2パッチ法と呼んでいる。図5は銀河団 A2142 を2パッチ法（天体に向けて3分間、ブランクパッチに向けて3分間を繰り返す）

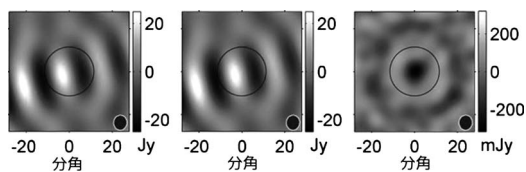


図5 2パッチ法による天体信号の取り出し。左から順に、天体に向けたパッチ、ブランクパッチ、二つの差をとったもの。差し引くことによってうまく天体の信号が取り出せている。

で観測したものである。左から一番目の図は天体をとらえたパッチ、2番目はブランクパッチ、3番目は一番目から2番目を差し引くことによって得られた A2142 のイメージである。一番目の図には天体の像が一切見えず、DC オフセット（実際にはそれにプラスしてアンテナが拾ってしまう地上からくるノイズも含まれる）が支配的であることがわかる。2番目のブランクパッチを差し引くことによって、うまく天体からの信号が取り出せていることが見て取れるだろう¹³⁾。

3.2.2 ノイズの平均化

次に必要なのは、長時間の観測でノイズが平均化されて消えていくかのテストである。先に述べたようにわれわれのターゲットである銀河団の SZ 効果は数分の観測で得られるものではなく、何時間ものデータが必要となる。したがって上記のような6分の2パッチ法を繰り返し、それを足し合わせて平均することにより銀河団 SZ 効果の信号を得るのである。AMiBA のノイズはこのような方法でうまく消えてくれるであろうか？もし消えないようなノイズが混入していれば天体からの信号と見誤り、誤った結果を導くことになる。われわれは上記の数日間のノイズデータから夜間の安定したデータを取り出し、このための統計テストを行った。具体的にはこの長時間のノイズデータをさまざまな時間スケールのサンプルに分割し、ランダムノイズのようにサンプルの大きさに反比例して分散が小さくなるかどうかの

テストを行った。実際にはより時間スケールの依存性もチェックするため、上記のパワースペクトルの分散を用いて、3分から8時間までのスケールでこの統計テストを行った。結果はモンテカルロシミュレーションの結果とも比較し、少なくとも8時間以内はサンプルの大きさに反比例して分散が小さくなることが確認された。これにより、AMiBAではこのような長時間観測でも理論的に期待される S/N の向上が得られることが保証されたのである。

3.2.3 異常なデータの自動検出

われわれの装置は常にすべてが正常に動いているわけではない。常にトラブルとの戦いである。実際既に論文で発表された結果の解析に使われたデータも、全体の約80%を使ったものであり残りは捨て去られている。明らかなハードウェアのト

ラブルが報告されたものは当然使わないが常にトラブルをすべて把握できているわけではない。そこで正常なデータかどうかを自動的に判定する何らかのシステムが必要である。われわれはまず観測を始める直前に短時間でもシグナルが検出可能な惑星を観測している。これは数分で終了するので非常に有用である。これで正常なシグナルを出していない装置のデータは外されることとなる。次に実際の観測データに、われわれはコルモゴロフ-スミルノフ (KS) 検定と呼ばれる統計テストを、すべての相関器から出てくるデータに適用している。天体を観測中の相関器からの出力は、一定の天体からのシグナル、DCオフセットとランダムノイズの合計のはずである。したがって出力は天体シグナルとDCオフセットを加えた一定値を平均値とした正規分布をしているはずであ

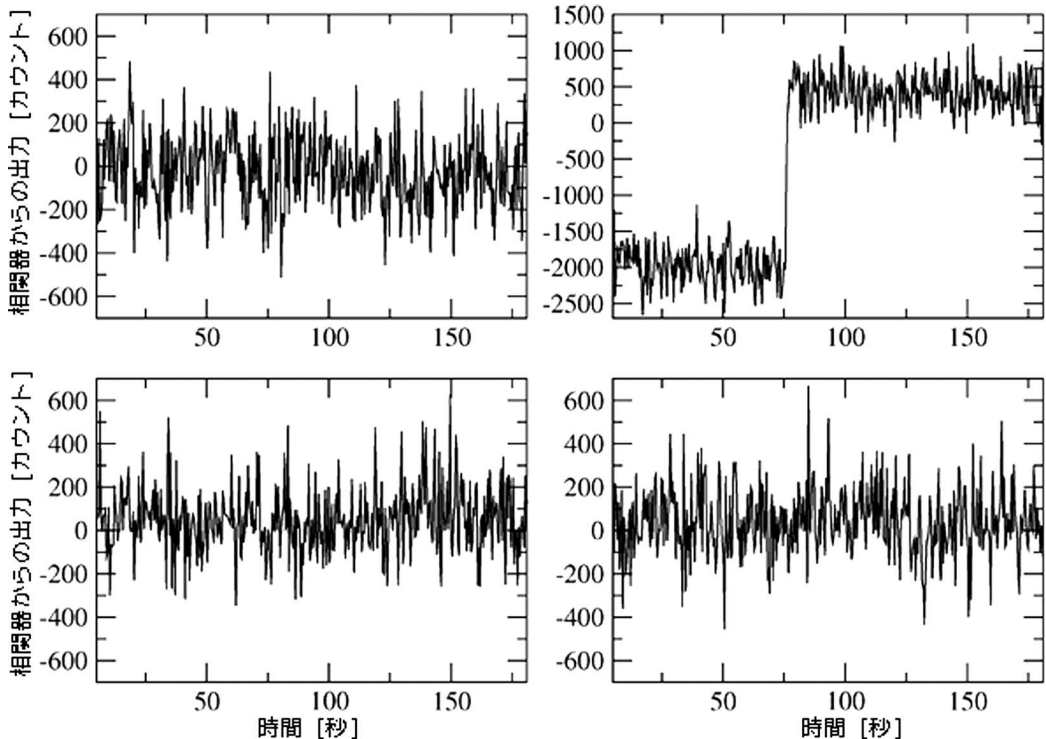


図6 コルモゴロフ-スミルノフ (KS) 検定を実施した相関器からの出力。左上図は検定より正常、その他は異常と判断されたもの。右上はトラブルが見た目からも明らかであるが、下図2枚は自明ではない。しかし実はこの下図2枚はハードウェアの問題が報告されていたものであり、KS検定による問題あるデータの自動検出の有用性を示している。

る。KS 検定はこの分布が実際に正規分布かどうかを判定する。図 6 は銀河団観測中の実際の相関器からの出力である。どれが問題ある相関器からの信号かわかりいただけるだろうか？ 右上の図は明らかであろう。シグナルが突然の変化を見せておりこのデータは当然使えない。実際は这其中で KS 検定により正規分布から外れている（正確には統計学の言葉で 5% の有意水準）と判定されたものは左上の図を除く三つである。下二つの図は一見したところ正常そうに見えるが問題ありとの判定である。実はこれは事前にハードウェアの問題が報告されている相関器からの信号であった。このように KS 検定は直接データから問題のあるものを取り除くことに有用であることがわかる（もちろんこれはノイズの分布関数を調べるテストなので、すべての問題あるデータが取り除けることを保証するものではない）。また有意水準を 5% としているので、正常な相関器からのデー

タであっても確率的に 5% 程度はこのテストを通過しない。われわれの銀河団観測のデータではハードウェアの問題があるものを除いても約 10% 程度がこの検定によって取り除かれた。正常であっても通過しなかったと予想される 5% を除いて残りの 5% 程度は何らかの原因で正規分布から外れたノイズが混入したものと思われる¹¹⁾。

3.3 システムの安定性と較正

われわれのシステムは天体が一定のシグナルを出していても、それに対する出力が常に安定しているわけではない。そこで基準となる天体（われわれの場合強度が強く短時間で検出できる惑星）を定期的に観測することによって、常にシステムを較正しなければならない。つまり強度のあらかじめわかっているものを観測して、基準を作るわけである。惑星を長時間観測することによってその時間変化を調べた結果、われわれのシステムは約 2 時間単位での較正を行えば十分であることが

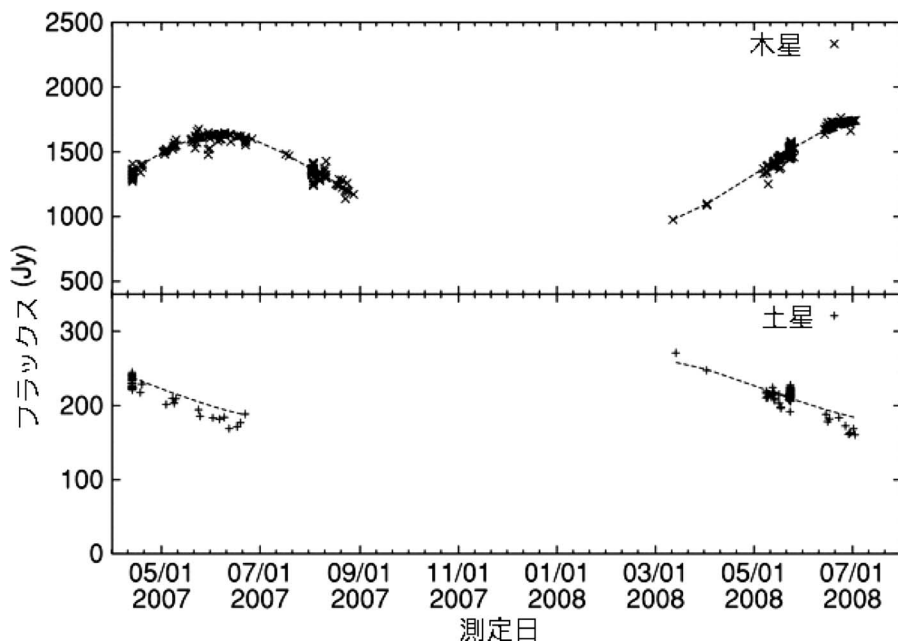


図 7 2007 年から 2008 年にかけて木星と土星の強度の測定値を予測値と比較したもの。“+”は AMiBA の測定値、点線は予測値である。一晩の観測を始める前にまず木星を観測することにより、較正を行っている。この測定値と予測値のずれは約 ±5% 以内に収まっており、われわれのシステムの安定性を示している。

わかった。図7は木星と土星の強度の測定値を予測値と比較したものである。一晩の観測の始めに木星を観測して基準を作り、それを元にして強度の測定を行った。図7は2007年から2008年にかけて測定されたものをプロットしたもので、“+”はAMiBAの測定値、点線は予測値である。この測

定値と予測値のずれは約±5%以内に収まっており、われわれの測定値の信頼性を保証するものである¹²⁾。

4. 初期成果

ここまで、本観測を開始する前にわれわれが

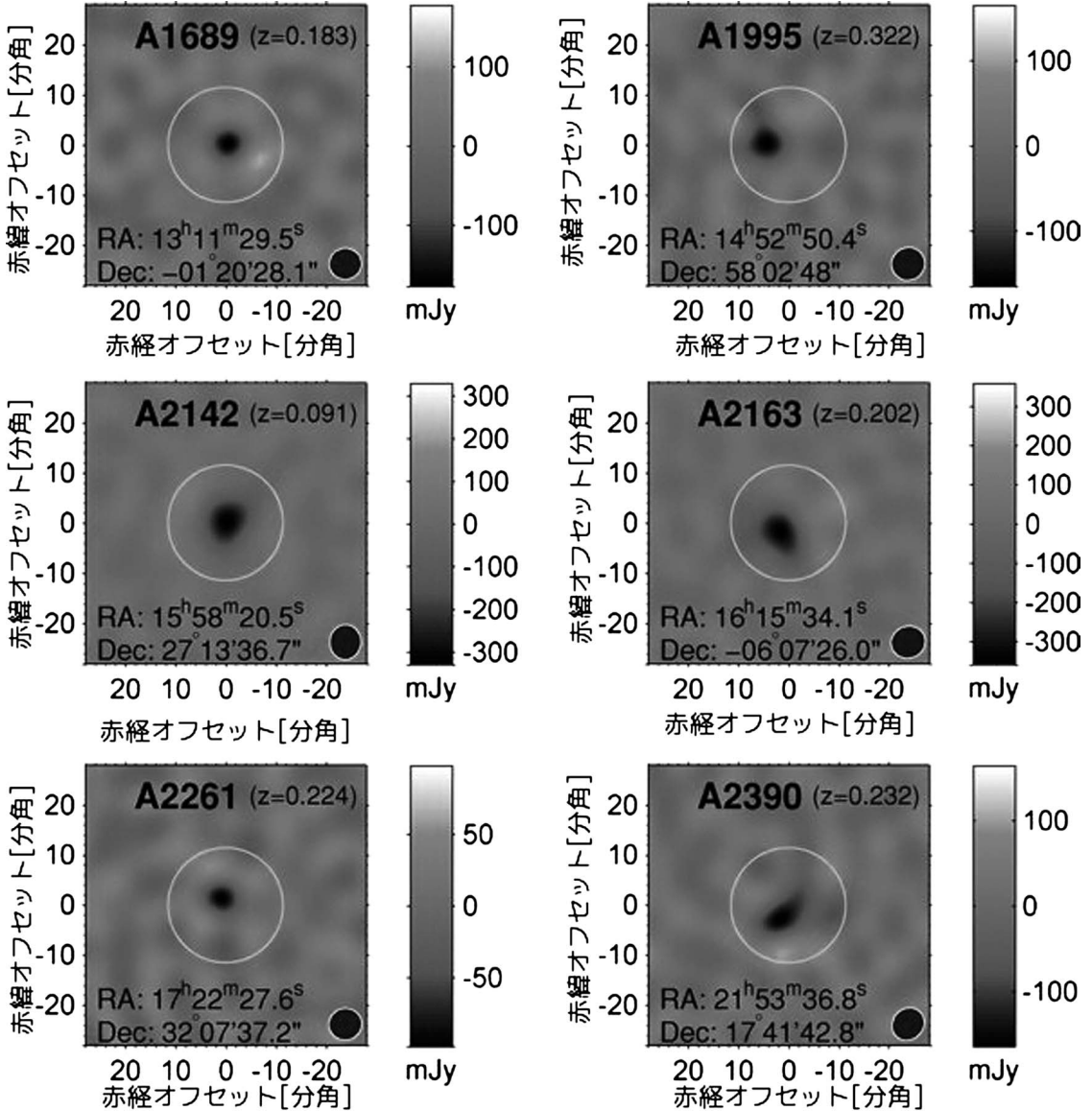


図8 AMiBAで2007年中に観測された6個の銀河団のイメージ。縦軸横軸はそれぞれポインティングの中心からのずれの分角、濃淡は強度を示す。3 mm 波長域におけるSZ効果により、中心部分に向かって凹んだパターンが見て取れる。

行ったさまざまなテストについて紹介した。このような作業を経て、2007年から本格的に科学的観測を開始し、2008年までには合計6個の銀河団SZ効果の検出に成功した。図1のような、七つの60 cm アンテナを中心部に密集させた配置は、赤方偏移約0.2の距離にある大質量銀河団(10の15乗太陽質量程度)の広範囲を視野内に収め、比較的大規模な構造をとらえるのに有利である。このような観測は銀河団観測において非常にユニークなものとなっている。われわれの初期ターゲットもこのような性質をもつものから選択された。この章では2009-2010年にかけてわれわれがApJに発表した初期の科学的研究成果について紹介する。

4.1 銀河団SZ効果の検出

図8は2007年中に観測した6個の銀河団の画像である。縦軸、横軸はそれぞれ中心からのずれの分角であり、濃淡は電波強度(正確にはmJy/beamを単位としたフラックス密度)を示してある。実際には干渉計は相対的な強度を測定する装置であるため、周辺部分からの相対的な強度の差を測定していることになる。図を見ると中心部に向かって強度が負側の方向に強くなっていることがわかるだろう。われわれの観測波長域は3 mmで、先に述べたようにSZ効果はCMBの温度を下げる側に働く。したがって図のような中心に向かって凹んだパターンが観測されたのである¹³⁾。しかしここで測定された強度は、実際はCMBの非等方性や、視野内にある電波点源などにより影響を受けている。この影響をそれぞれの銀河団について見積もったところ、CMB非等方性は13-50%程度、電波点源は3-60%程度の影響を与えていることがわかった。これを元にして測定値から最終的なSZ効果強度の補正を行っている¹⁴⁾。

4.2 ダークマターとバリオンの分布

WMAPなどから推定された宇宙の全バリオン(水素やヘリウムなどのいわゆる普通の物質)量に比べて、実際われわれが観測できている星、銀河、銀河団内などのバリオンをすべて合わせた量

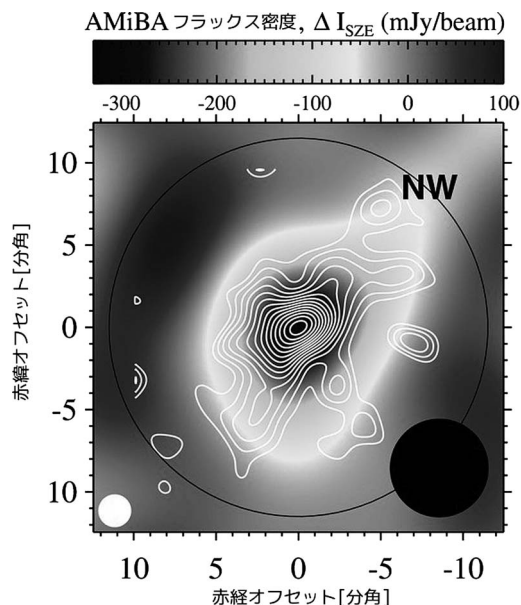


図9 AMiBAによる銀河団A2142のSZ効果(濃淡)と重力レンズ効果を利用したダークマター分布(等高線)。右上“NW”(北西)と書かれた方向に伸びた構造が両観測から見て取れる。SZ効果の強度は高温ガスの圧力分布を反映している。

は少ないことが知られている。これはミッシングバリオン問題と呼ばれ、その他のバリオンがどこにどのような状態で存在しているのかは現在も解明に至っていない。そこで、どこにどのくらいのバリオンがあるのかを精密に推定するのが重要な課題の一つとなっている。また銀河団の構成要素であるバリオンとダークマターがそれぞれどのように分布しているかというのは、銀河団の構造や形成過程を知るうえで非常に重要であり理論観測両方面からの研究が現在盛んに行われている課題である。AMiBAの観測はSZ効果を通じた銀河団内高温ガスの圧力分布であり、バリオン分布への手がかりとなる。特に大質量銀河団内のバリオンはほとんどが高温ガスとして存在する考えられており、SZ効果の測定は銀河団内バリオンの下限値を与えることから重要と考えられる。一方、最近ではすばる望遠鏡などから得られる高解

像度の画像を利用して、重力レンズ効果と呼ばれる光が重力によって曲げられる現象を利用したダークマター分布の精密な推定が可能となっている。図9はすばる望遠鏡から得られた弱い重力レンズ効果によるダークマター分布（白い等高線）の解析結果をわれわれの銀河団 A2142 の観測（濃淡）に重ねたものである。右上“NW”（北西）と書かれた方向に銀河団の伸びたような構造が、両観測（すなわちダークマターと高温ガスの圧力分布）ともに見られることがわかる^{6), 15)}。このような構造は銀河団の衝突によってできると考えられており、AMiBA の 13 素子への拡張後、さらなる高分解能での観測により解明が進むと期待される。

われわれはさらにこのデータを用いて銀河団全質量に対する高温ガスの質量の割合を推定した。この解析にはわれわれの観測した 6 個の銀河団のうち、すばる望遠鏡でのデータが使用可能であった 4 個の高温銀河団 (>8 keV) を用いた。その結果、銀河団内高温ガスの質量は全質量の $13 \pm 3\%$ という推定値を得た (WMAP から推定された宇宙全体のバリオン質量比は約 17%¹⁶⁾)。この結果は他の X 線による観測^{17), 18)} や WMAP での SZ 効果から推定された値¹⁹⁾ とともに誤差の範囲内で一致している¹⁵⁾。

4.3 銀河団の特性とスケーリング則

銀河団構造の単純なモデル（バリオンの静水圧平衡やダークマターの球対称分布などを仮定）では、SZ 効果や X 線から導かれる銀河団のさまざまな物理量（温度、質量や光度など）が単純なべきの関数として表されることが知られている²⁰⁾。これはスケーリング則と呼ばれ、シミュレーションや観測からもこの関係が成立することが報告されている。われわれは AMiBA での観測と X 線による観測結果を合わせて、このスケーリング則について調べた。図 10 は Chandra および ASCA/ROSAT による X 線観測から推定された電子温度と、AMiBA の観測から得られた「積分された

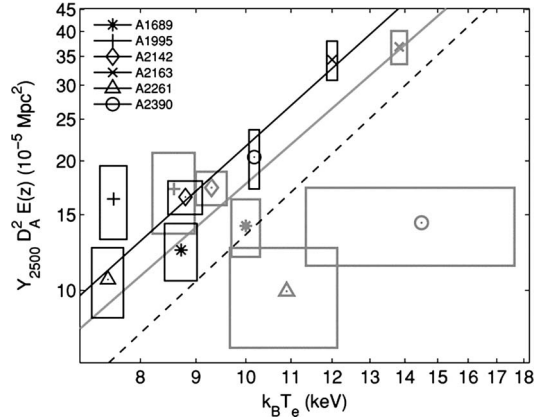


図 10 AMiBA から測定された「積分されたコンプトンの Y パラメーター」と X 線観測から推定された電子温度のスケーリング則。黒と灰色はそれぞれ、Chandra, ASCA/ROSAT を用いた解析である。べき指数は理論モデルおよび他のグループによる解析 (BIMA/OVRO²²⁾, SuZIE II²³⁾) とともに誤差の範囲内で一致した。

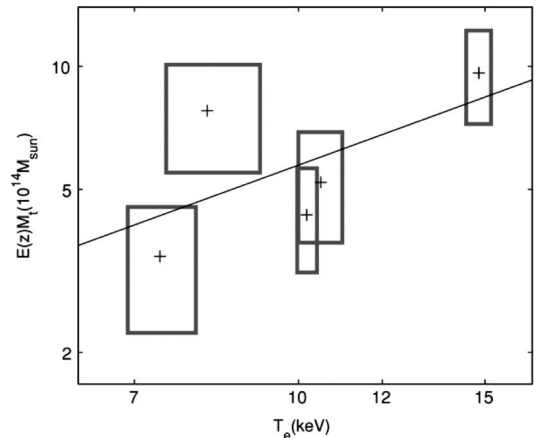


図 11 AMiBA での測定から推定された銀河団質量と X 線からの電子温度のスケーリング則。サンプルは少ないものの、べき指数は理論モデルとの一致が見られた。

コンプトンの Y パラメーター」と呼ばれる量のスケーリング則である²¹⁾。このパラメーターは「コンプトンの Y パラメーター」を銀河団の範囲で積分したものであり、銀河団の熱エネルギーを反映している。またこのパラメーターは SZ 効果の強

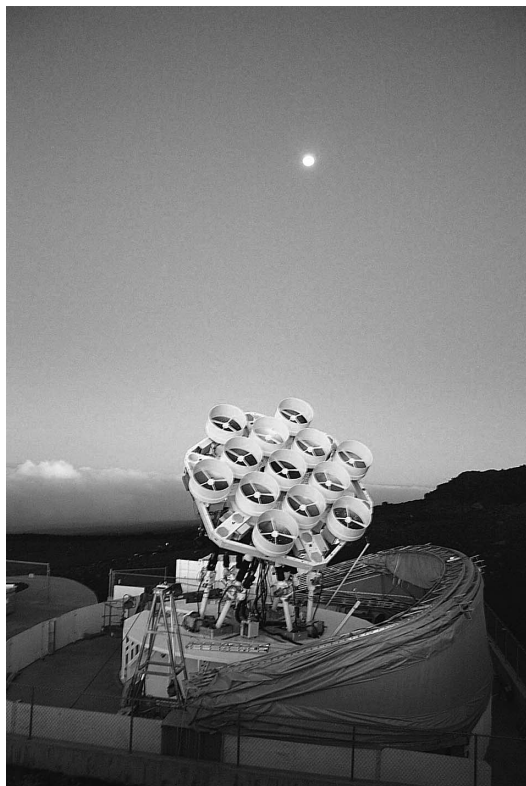


図 12 最近撮影された 120 cm アンテナを用いた 13 素子 AMiBA の姿。本観測は間もなく開始される。

度と直接的に関係する量である。図中の黒で描かれた点および線は Chandra, 灰色は ASCA/RO-SAT のデータを用いた結果である。四角の領域は誤差の範囲を示している。このデータにフィットすべき指数は誤差の範囲で上記モデルおよび他の観測 (BIMA/OVRO²²⁾, SuZIE II²³⁾) と一致することも確かめられた。また図 11 は AMiBA から求められた銀河団質量と X 線からの電子温度のスケーリング則である²⁴⁾。このべき指数もモデルとの一致が見られた。しかし現在の AMiBA のサンプルはまだ非常に少ないため、このような解析には大きな不確定性が伴う。予定されている AMiBA の 13 素子への拡張後はさらにより大きなサンプルを用いた解析が可能になる。是非今後に期待していただきたい。

5. AMiBA の今後

現在 AMiBA は 120 cm のアンテナを 13 個用いた装置へと拡張が行われている。図 12 は最近撮影された 13 素子 AMiBA の写真である。すでに試験観測の段階に入っており、本観測も開始間近である。角分解能もこれまでの六分角から二分角へと大幅に上昇し、高分解能での銀河団 SZ 効果観測による銀河団物理、CMB の非等方性、100 を超える銀河団サンプルによるハッブルパラメーターの推定やスケーリング則などさまざまな成果が期待されている²⁵⁾。数年後にはまた膨大な成果が報告できるだろう。また ASIAA は、すばる望遠鏡の次世代広視野カメラ Hyper Suprime-Cam の開発にも参加しており、それと連携した研究も非常にエキサイティングなものになると期待している。

謝 辞

本稿は主に 2009 から 10 年にかけて発表された AMiBA の初期成果に関する論文を解説したものである。共に働いた全 AMiBA プロジェクトメンバーに厚く感謝させていただきたい。本稿を執筆するにあたり、AMiBA のもう一人の日本人メンバーである梅津敬一氏、担当編集委員の浜名 崇氏には数々の有用なコメント、アドバイスをいただいた。ここに深く感謝申し上げる。本文中の多くの図は American Astronomical Society より承諾を得たうえで ApJ より転載したものである。図 12 は AMiBA のオペレーターである Joshua Williams 氏より提供していただいたものであり、ここに感謝の意を表する。

参考文献

- 1) Sunyaev R. A., Zel'dovich Y. B., 1972, Comments on Astrophysics and Space Physics 4, 173
- 2) Mroczkowski T., et al., 2009, ApJ 694, 1034
- 3) Hincks A. D., et al., 2010, ApJ, submitted (arXiv: 0907.0461)
- 4) Plagge T., et al., 2010, ApJ 716, 1118
- 5) Halverson N. W., et al., 2009, ApJ 701, 42
- 6) Ho P. T. P., et al., 2009, ApJ 694, 1610
- 7) 梅津敬一, 2003, 天文月報 96, 374
- 8) Koch P. M., et al., 2009, ApJ 694, 1670
- 9) Nishioka H., et al., 2009, ApJ 694, 1637
- 10) Lin K.-Y., et al., 2009, ApJ 694, 1629
- 11) Chen M.-T., et al., 2009, ApJ 694, 1664
- 12) Li C.-T., et al., 2010, ApJ 716, 746
- 13) Wu J. H. P et al., 2009, ApJ 694, 1619
- 14) Liu G.-C., et al., 2010, ApJ 720,608
- 15) Umetsu K., et al., 2009, ApJ 694, 1643
- 16) Dunkley J., et al., 2009, ApJS 180, 306
- 17) Vikhlinin A., et al., 2006, ApJ 640, 691
- 18) Allen S., et al., 2004, MNRAS 353, 457
- 19) Afshordi N., et al., 2007, MNRAS 378, 293
- 20) Kaiser N., 1986, MNRAS 222, 323
- 21) Huang C. W. L., et al., 2010, ApJ 716, 758
- 22) Bonamente M., et al., 2008, ApJ 675, 106
- 23) Benson B., et al., 2004, ApJ 617, 829
- 24) Liao Y.-W., et al., 2010, ApJ 713, 584
- 25) Molnar S. M., et al., 2010, ApJ 723, 1272

AMiBA: Commissioning and First Scientific Results**Hiroaki NISHIOKA***Institute of Astronomy & Astrophysics, Academia Sinica Taipei 10617, Taiwan*

Abstract: The Yuan-Tseh Lee Array for Microwave Background Anisotropy (AMiBA) started scientific operations in 2007. The AMiBA is a compact interferometer with a hexapod telescope mount specifically designed to study clusters of galaxies *via* the Sunyaev-Zel'dovich Effect (SZE) and the anisotropy of the cosmic microwave background (CMB) at a 3 mm wavelength. In the course of early AMiBA operations we successfully detected the SZE decrement towards six massive clusters of galaxies with its compact configuration of seven 60 cm antennas. We review our telescope commissioning activities and the first scientific results with the 7-element AMiBA.