

30 m 基線光干渉計 MIRA-I.2, 織女星のフリンジ検出に成功

大石 奈緒子, 他 国立天文台光赤外干渉計グループ

〈国立天文台 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

e-mail: naoko.ohishi@nao.ac.jp

2002年6月8日午前1時、国立天文台三鷹キャンパスにある光干渉計 MIRA-I.2 がはじめておりひめ（こと座のベガ）の光がつくる干渉縞（フリンジ）をとらえることに成功しました。MIRA-I.2 は、30 m 離れた2つの望遠鏡を精密に動かすことによって、数ミリ秒角（1ミリ秒角は360万分の1度、地上から月の上にいる身長1.8 mの人を見る角度です。）という非常に高い空間分解能を達成することのできる観測装置です。MIRA-I.2 は、この高い空間分解能をいかして、今後いろいろな星の大きさや重さを測っていく予定です。また、現在、世界では、MIRA-I.2 のほかにもたくさんの光赤外干渉計が作られています。これらの光赤外干渉計によって、これまで見ることのできなかった恒星表面の黒点や温度・物質分布を明らかにしたり、太陽系外の惑星系をみつけたりできるようになると期待されています。本稿では、光赤外干渉計の概要と、本格的な天体観測へ向けて大きな一歩を踏み出した、日本の光干渉計 MIRA-I.2 を紹介します。

1. ファーストフリンジ

「今夜こそはフリンジが見つかりますように」30 m 基線で天体の干渉縞を探し始めてすでに半年近くが経っていました。2002年6月、日付が変わって8日午前1時ごろ。風はありませんが、薄い雲が空全体を覆っていて、観測するおりひめもいつもの十分の一ぐらいの明るさしかありません。当番の鳥居泰男さんとふたりで2時間ほどかけて準備を整えます。「今日はどのあたりからはじめましょうか*。」「-10 mm からいきましようか。はい、それでは-10 mm。」15秒間データを取ると、真っ暗な実験室のモニターに取れたばかりのデータが映し出されます。「ありません。」「それでは次、-9.9 mm。」「あ、これフリンジじゃないですか。」「うーん。じゃあもう一度。」15秒後、画面にはノイズだらけのよ

うなデータが映し出されました。「…ないねえ。」「全部フリンジに見えなくもないけど…。光量がありませんね、口径を開きましようか。」そんなことをしているうちにその晩は過ぎていき、確信がもてないまま、観測ノートの最後には、「フリンジなし。」と記録されました。

翌日曜日の夕方、窓の外はきれいな夕焼けです。「ああ、今日も観測か…。それにしても昨日のあれ、フリンジみたいだったけど…。」と自宅のパソコンで持ち帰ったデータを見返してみました。「あ、やっぱり、これは！」もう一度データを見直し、「間違いない。」すぐに鳥居さんに報告し、職員録を繰ってその晩の観測当番を募る電話をかけはじめました。国内では、可視光でもっとも空間分解能の高い観測装置となる光干渉計 MIRA-I.2 が、はじめて天体のつくる干渉縞を捉えていたのです（図1）。

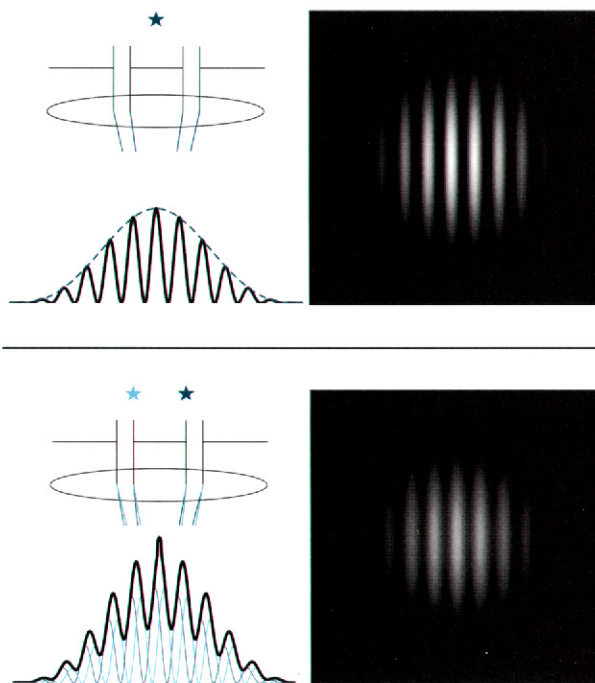
* 光干渉計では、2つの望遠鏡からきた光の光路長差を数十ミクロンの精度であわせないと、干渉縞を検出することができません。このため、光学系の位置を精密に測定しておき、予想位置の近くで少しずつ光路長を変えながら干渉縞を探します。

干渉計の原理

干渉計（フィゾー型）を使って、干渉計の分解能に対して十分小さな天体を見ると、像面には右上図のように、干渉計の個々の望遠鏡の分解能程度の大きさの像の中に、はっきりとした細かい干渉縞が現れます²⁾。

少し離れたところに別の天体があると、右下図のように像面上で少しずれたところに縞を作るので、全体として見ると、縞がぼやけてみえます。この縞の明暗の深さをビジビリティーと呼んでいます。

干渉計の分解能と比べて大きな星を見る場合は、星表面のいろいろな部分からくる光が少しずつずれたところに縞を作るので、ビジビリティーが下がります。このように、干渉計では、干渉縞のビジビリティーを見て、相手の天体の性質を調べることができます。



3. 光赤外干渉計の歴史

1868年に最初に干渉計の原理を考えたのは、フランスのフィゾー (H. Fizeau) です。その後、1920年に、マイケルソン-モーレイの実験で有名なマイケルソン (A. A. Michelson) とピース (F. G. Pease) が、干渉計を使って、はじめて天体観測に成功しました。マイケルソンたちは、アメリカ合衆国のカリフォルニア州ウィルソン山で、当時世界最大だった100インチ (約2.5 m) 望遠鏡を利用して基線長6 mの干渉計を作り、オリオン座の肩にある赤い星、ベテルギウスのみかけの大きさを測りました。彼らの観測結果と、当時知られていた星までの距離**を用いて、ベテルギウスの大きさは、

太陽の300倍、地球をのみこみ、火星の軌道にまで達するほど大きいということがわかりました¹⁾。この結果は当時の新聞の一面を飾り、天文学者だけでなく、多くの人の知るところとなりました。

しかし、その後は、強度干渉計など少し変わったタイプの干渉計の開発は行われたものの、長い間光赤外での干渉計の開発は停滞してしまいました。その一つの要因は地球をとりまく大気です。地上では、大きな望遠鏡を使って星を見ていても、星の光が厚い大気層を通ってくる間に空気のゆらぎの影響をうけて、像がぼやけてしまいます。干渉計では、このゆらぎのために干渉縞がつぶれて見えなくなってしまうのです。

マイケルソンたちの観測から50年以上経ってか

** 当時は三角視差の測定精度が悪く、マイケルソンたちはいくつかの測定結果を見て、ベテルギウスまでの距離200光年という値を使った

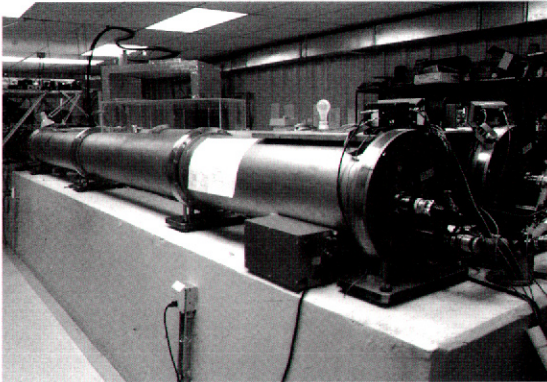


図2 1986年から1992年ごろにかけてアメリカのウィルソン山で活躍した光干渉計, Mark IIIの真空遅延線 (D. J. Hutter氏提供).

ら、大気揺らぎの問題は、制御技術やコンピュータの発達によって、少しずつ解決できるようになってきました。1974年にフランスのラベイリ (A. Labeyrie) らが独立な望遠鏡を使った干渉実験に成功したのち³⁾、1986年、アメリカの4つの研究機関、海軍研究所、スミソニアン天体物理学研究所、マサチューセッツ工科大学、合衆国海軍天文台が協力して作っていた干渉計、マークスリー (Mark III) が天体の観測に成功したのです (図2)⁴⁾。

Mark IIIはマイケルソンがはじめて干渉計で天体観測をした歴史的な土地、ウィルソン山に作られました。少し技術的な話になりますが、Mark IIIの最大の特徴は、キャッツアイ光学系 (光が入ってきたのと同じ角度で出ていく光学系。遅延線を動かしても、波面の傾きが変わらないようになっている。) を使った遅延線と呼ばれる装置で、光路長を合わせるようにした点です (図3)。この遅延線は現代の光赤外干渉計の多くが備えている装置です。また、大気分散の影響をさけるために遅延線を真空槽に入れたり、分光、プリングトラッキングとよばれる早い制御、波面の傾き制御、などを実装したりした、画期的な干渉計でした。天文学的にも、星の大きさや重さの測定のみならず、周縁減光の観測や新星までの距離の測定など多くの成果を残しました。

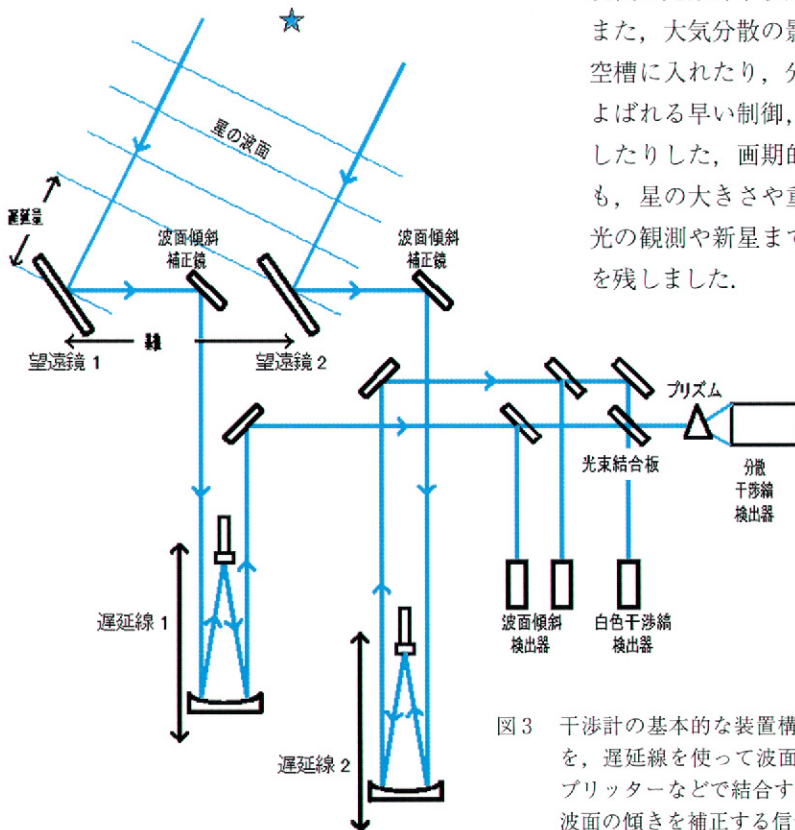


図3 干渉計の基本的な装置構成。2つ以上の望遠鏡で集めた光を、遅延線を使って波面の位相を調節してから、ビームスプリッターなどで結合する。結合素子の直前で光を分けて、波面の傾きを補正する信号を取る。

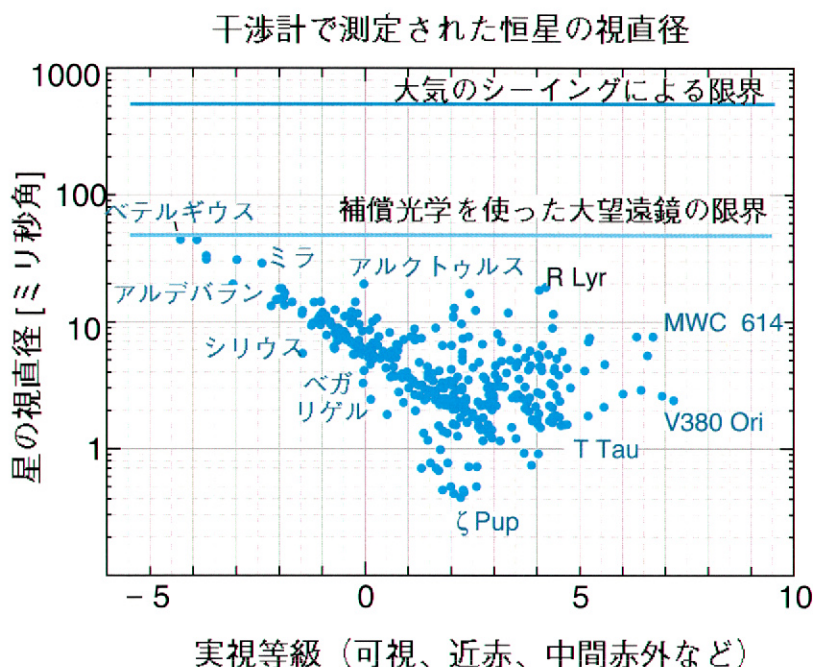


図4 光赤外干渉計で測定された恒星の視直径 (カタログ CHARM⁶⁾と論文 Millan-Gabet⁵⁾のデータを使用)。

4. 光赤外干渉計による天文学

現在使われている光赤外干渉計にはふたつの大きな弱点があります。ひとつは、大気揺らぎの影響を避けるために積分時間が約1ミリ秒と短く、明るい天体しか見えない(数十cmの望遠鏡で限界等級6等程度)、ということです。もうひとつは、視野が狭い(数秒角)ということです。これらの弱点に対しては今もさまざまな技術開発が続けられています。光赤外干渉計が現在もっとも力を発揮しているのは、明るくて、小さな「恒星」の観測においてです。特に、恒星の基礎物理量である大きさと重さの測定で多くの成果を出しています。

4.1. 星の大きさを測る

星の色がいろいろあるように、その大きさもまたさまざまです。赤色巨星は、太陽の数百倍もの大きさになり、また、白色矮星のように太陽の数十

分の1しかない小さなものもあります。しかし、これまでも述べてきたように、大口径の望遠鏡を使っても大きさを直接測定することは難しいため、ほとんどの星では、その大きさは理論から推定されたものです。干渉計を使って星の大きさを直接測定すれば、理論とあうかどうか検証することが出来ます。世界のいろいろな干渉計によって、既に400個近い恒星の大きさが測られており(図4)、若いHerbig Ae/Be星の赤外での大きさは、理論よりずっと大きい⁵⁾ということなどがわかってきています。また、見る色や向きによって星の大きさがかわる様子や、大きさが周期的に変動している星の様子なども詳しく調べられています。

4.2. 星の重さを測る

いくつかの星がお互いのまわりを回っている連星では、その動きから、星の重さを知ることが出来ます。さいわいなことに、星の半分以上は連星であ

表 1 現在世界で稼働中の光赤外干渉計

名前	所在地	望遠鏡の数	望遠鏡の大きさ	最大基線長	観測波長	観測開始年
GI2T	フランス	2	1.5m	65m	V,J,H,K	1985
ISI	アメリカ	3	1.65m	75m	N	1990
COAST	イギリス	5	40cm	67m	V,J,H,K	1991
SUSI	オーストラリア	11	20cm	640m	B,V	1991
IOTA	アメリカ	3	45cm	38m	V,J,H,K,L	1993
NPOI	アメリカ	10	50cm	437m	V	1994
PTI	アメリカ	3	40cm	110m	J,H,K	1995
CHARA	アメリカ	6	1.0m	330m	V,J,H,K	1999
Keck-Keck	アメリカ	2	10m	85m	H,K,N	2001
		4	1.8m	135m	-	-
VLTI	チリ	4	8.5m	130m	J,H,K,N	2001
		4	1.8m	200m	-	-
MIRA-I.2	日本	2	30cm	30m	V	2002

るといわれています。干渉計を使うと、周期が数日程度の近接した連星を見ることができるので、短時間で質量を決定することができます。これまでに、干渉計を使って、ぎょしゃ座ベータ星などの食連星を含め、従来の大型望遠鏡では見分けることのできない離角が数ミリ秒角以下の近接連星の軌道が測られています⁷⁾。

5. 世界の干渉計

1980年代後半以降、世界各地でいろいろな干渉計がつくられるようになりました(表1)。前述した Mark III を開発していた海軍研究所と合衆国海軍天文台はローウェル天文台と協力してアリゾナの高地に NPOI (Navy Prototype Optical Interferometer)⁸⁾ を作り、ジェット推進研究所やカリフォルニア工科大学の人たちが Keck の試験機としてパロマー山に赤外の干渉計 PTI (Palomar Testbed Interferometer)⁹⁾ を作りました。この2つの干渉計はこれまでに多くの天体観測の結果を出版しています。

イギリスの COAST (Cambridge Optical Aperture Synthesis Telescope) では、1996年に光赤外の波長で

は世界ではじめて、3つ以上の望遠鏡を同時に動かし、クロージャーフェーズをとることに成功しました¹⁰⁾。続いて NPOI でも成功し¹¹⁾、2002年にアメリカの IOTA (Infrared- Optical Telescope Array) でも実現しています。また、2002年の1月には、NPOI で世界最多の6素子同時干渉も実現しました¹²⁾。

基線長という点では、2001年9月に CHARA (Center for High Angular Resolution Astronomy) で、それまでの PTI の記録 110 m を大きく塗り替える 330 m 基線でのフリンジ検出に成功しています。集光力では、現在世界最大クラスの 8-10 m 大望遠鏡を使った、Keck、VLTI (the Very Large Telescope Interferometer) などが既にファーストフリンジを迎え、本格的な天体観測の準備が進んでいます。

さらに、大気揺らぎの影響を受けない宇宙から、星の位置を精密に測定する干渉計計画 SIM (Space Interferometry Mission, 2009年打ち上げ予定) や、系外惑星探査機 TPF (Terrestrial Planet Finder) に干渉計を使う案の検討も進められています。このように、現在世界では、いろいろな特徴をもった干渉計がつつぎと稼働をはじめています***。

*** 各干渉計についてもっと詳しいことを知りたいときは web サイト¹⁴⁾などから調べることができます。

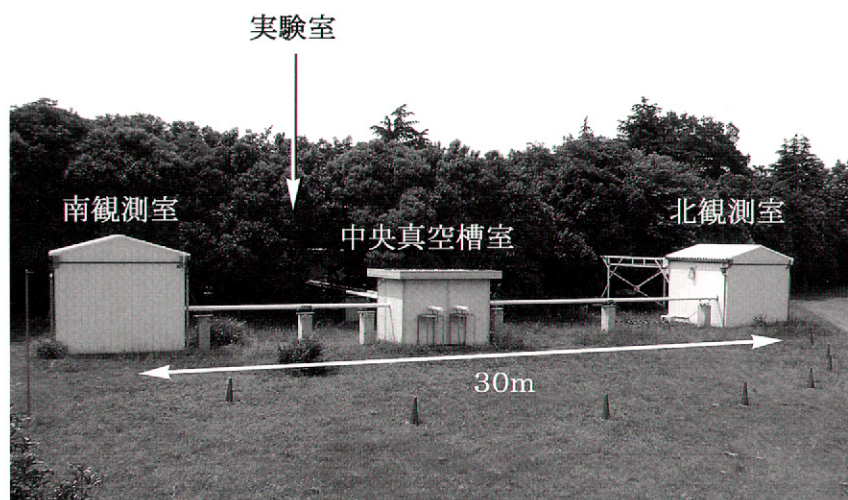


図5 光干渉計 MIRA-1.2 の概観. 南北の観測室に直径 30 cm の平面鏡 (サイデロスタット) が置いてあり, そこから入射した星の光を, 干渉実験室に導いて結像する.

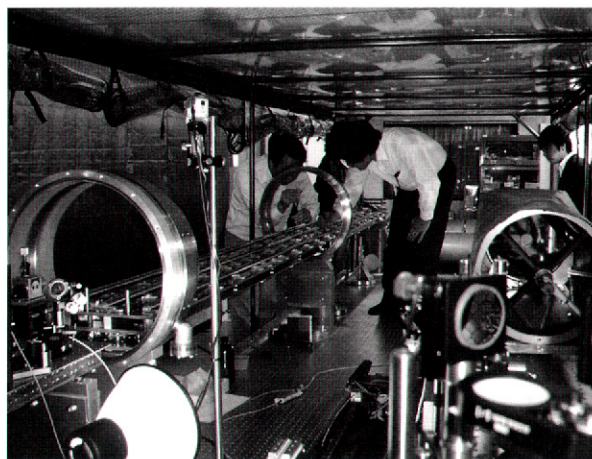


図6 遅延線の延長作業風景.

(左から久保浩一さん, 市村隆文さん, 横井拓也さん.)

6. 日本でのとりくみ— MIRA 計画—

日本では, 昨年度末に国立天文台を退官された佐藤弘一さんらが 1985 年に水沢の緯度観測所で光干渉計の開発に着手しました. 1992 年に望遠鏡を国立天文台の三鷹キャンパスへ移し, 1994 年には台内で光赤外干渉計グループが作られ, 4 m 基線の干渉計の開発が本格化しました. そして, 1998 年 6

月に, 日本でははじめて, 可視光で天体のつくる干渉縞を検出することができました.

天体光のつくる干渉縞の検出を受け, 光赤外干渉計グループでは, 次の段階として, 干渉計を使って天体のパラメータを精度よく決めることを目標にした MIRA-1.2 の計画を練り, 1999 年ごろから開発をはじめました. 実際にはいくつかの星の大きさを測るために, 基線長は 30 m と決められました (図 5). しかし, 4 m からいきなり 30 m に延ばすのは大変です. そこで, まず望遠鏡の改良と, 波面補償系の遠隔制御の動作実験に重点をおいた, 6 m 試験基線でのテストが行われました. 試験基線では, 2001 年 6 月に 6 m 基線で天体光のフリンジを検出することに成功し, 同年 8 月から望遠鏡を 30 m 基線へ移す作業が始まりました. 30 m 基線では, はじめに述べたようにやや苦勞しましたが, 翌年の 2002 年 6 月に初フリンジ検出に成功することができました.

光赤外の天体干渉計では, 一般的に 2 つの望遠鏡からきた光を, 数十ミクロン程度の精度で合わせないと干渉縞を検出することができません. 光

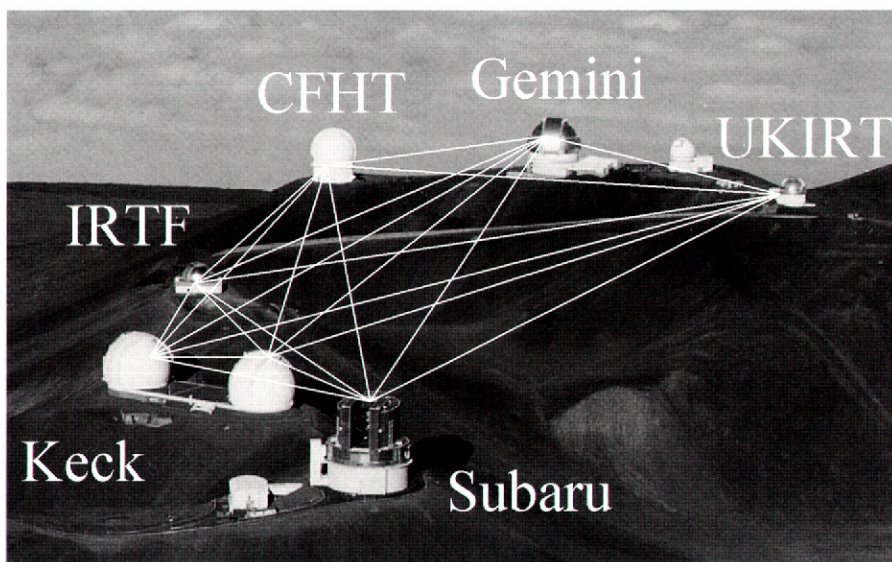


図7 OHANA 計画. マウナケア山頂の巨大望遠鏡群を光ファイバーで結んで、素子数7, 最大基線長800 mの世界最大規模の干渉計を実現する国際プロジェクト。

光学系の位置を精密に測り、光路長を少しずつずらしながら干渉縞を探していくのですが、一晩に探せる長さは10ミリ程度です。MIRA-I.2の場合は、それぞれの望遠鏡から検出器までの距離は50メートルほどにもなるので、少しでも望遠鏡の位置の測定が間違っていると、なかなか干渉縞をみつめることはできません。30 m本基線では、予想値から10ミリほどのところでフリンジをみつめることができ、その後の解析からも光学系の測定精度はそれほど悪くなかったことが分かっています。フリンジ検出が難行した主な原因は、30 m基線用に新しく作った観測室内の空気の乱れではないかと考えています。

ベガでの初フリンジ検出後は、デネブなど他の星のフリンジも検出され、基線解析が行われました。また、長い間安定にフリンジを測定できるように、遅延線を長くし、真空槽に入れる作業を行いました(図6)。これらの改良を経て、2003年の秋ごろから、データ解析用のソフトウェアの整備と観測を行っていく予定です。

7. 今後の展望

MIRA-I.2が目標としている高精度の天体パラメータの決定を達成するには、まだ多くの技術的課題がありますが、MIRA-I.2は、試験観測装置であり、数年後にはその役目を終え、次のより本格的な天体観測装置をつくることが考えられています。その候補のひとつが、すばるをふくむハワイ山頂の巨大望遠鏡群(図7)を光ファイバーで結合するOHANA(Optical Hawaiian Array for Nano-radian Astronomy)計画への参加です。ハワイの言葉で家族を意味するOHANAは、フランスのグループが中心となって進めている国際プロジェクトです。予定されている全ての望遠鏡が参加すれば、最大基線長800メートル、素子数7個の世界最大規模の干渉計になります。OHANAは、いろいろな技術的な課題のほかに、国際協力などの問題も抱えています。その大口径と長基線をいかして、星だけでなく、活動銀河核や原始惑星系円盤の観測などが計画されており、どんな成果がでてくるのか、楽しみなところです。

このほかにも、オーストラリアの光干渉計グループ、SUSI (Sydney University Stellar Interferometer) と協力して、恒星干渉計をつくることや、将来のスペース干渉計実現にむけて遠赤外線干渉計を気球で空に上げることなどを検討しています。

光赤外干渉計はすでに実用段階に入り、干渉計を使った本格的な天体観測は、今まさにはじまったところです。今後、干渉計は飛躍的な分解能の向上をもたらす観測手段として、つぎつぎに新しい天体の素顔を見せていってくれるでしょう。最近では、英文の解説¹³⁾や web サイト¹⁴⁾のほか、日本語の解説記事^{15), 16)}なども出ているので、日本でもいろいろな人が光赤外干渉計に興味を持ち、多くの人の協力によって世界にひけをとらない新しい成果が得られるようになることを願っています。

謝辞

この原稿を書くにあたり、国立天文台光赤外干渉計グループの皆様にお世話になりました。今回のファーストFRINGJは、グループ全員の努力の賜物であることは言うまでもありません。また、図の作成は野口さゆみさんと松田 浩さんに手伝っていただきました。

この原稿を10号に載せることができたのは、編集部の山崎利江さんのたゆみない励ましのおかげです。最後に、ぎりぎりまで大幅な修正をお願いしてしまいましたが、丁寧にDTP原稿を仕上げてくださいました峯尾由紀子さんに感謝します。

参考文献

- 1) Michelson A. A., 1921, ApJ, 53, 249
- 2) Born M., Wolf E., Principles of Optics, Cambridge University Press
- 3) Labeyrie A., 1975, ApJ, 196, L71
- 4) Shao M., Colavita M. M., et al., 1988, A&A, 193, 357
- 5) Millan-Gabet R., 2000, PASP, 112, 742
- 6) Richichi A., Percheron I., 2002, A&A, 386, 492
- 7) Hummel C. A., et al., 1995, AJ, 110, 376
- 8) Armstrong J. T., et al., 1998, ApJ, 496, 550
- 9) Colavita M. M., et al., 1999, 510, 505
- 10) Baldwin J. E., et al., 1996, A&A, 306, L13
- 11) Benson J. A., et al., 1997, AJ, 114, 1221
- 12) Hummel C. A., et al., 2003, 125, 2630
- 13) Lawson P., 2003, Sky & Telescope, May, 30
- 14) <http://olbin.nasa.gov>
- 15) 吉澤正則, 西川 淳, 2001, 光学, 30 卷 8 号, 519
- 16) 西川 淳, 2002, 天文ガイド, 9 月号, 226

Mitaka optical/InfraRed Array, MIRA-I.2, has detected first stellar fringes on 30-m baseline

Naoko OHSHI, MIRA group

National Astronomical Observatory of Japan

Abstract: On June 8 2002, MIRA-I.2 (Mitaka optical/InfraRed Array I 2nd stage) observed first stellar fringes with Vega on 30-m baseline. The primary objective of MIRA-I.2 is to determine stellar diameter and mass accurately with its high angular resolution of a few mas. Currently, many optical and infrared interferometers, including MIRA-I.2, are under operation in the world. It is expected that exciting astronomical studies on stars and other celestial bodies, such as AGN and extra-solar planets, will be done using these interferometers in the near future. In this paper, we briefly introduce principles of interferometry and report current status of our optical inter-