

天までとどけ

—波長 1 ミクロンから 1 ミリの天文学—

林 左 絵 子*

JCMT 15 m サブミリ望遠鏡に 1987 年 5 月よりスタッフ・アストロノマーとして 3 年間滞在した経験を元に、星形成領域の新しい観測と、そのような観測を行なう現場の雰囲気や少し紹介しておきたいと思います。これは天文月報 86 年 3 月 (79 巻 3 号; 85 年秋の UKIRT における観測; その後あんなハメになるとはツツ知らずの岡目八目報告), 87 年 11 月 (80 巻 11 号; 5 月の JCMT の開所式) の記事の続報となりましょうか。日英協力に端を発した研究協力に参加し、ミリ波と赤外線という新しい分野の激動期に巻き込まれることになったのであります。

地上天文学の全体からすると、波長 1 ミクロンから 1 ミリの領域は、80 年代末までに到達した宇宙像に対する貢献度としては後発のややオチコボレである。しかしオチコボレこそ一打挽回のチャンスが大きいのではなからうか。「大器晩成」というではないか。これは「大器」=大望遠鏡についても言えることだが。

1. マウナ・ケアで見たサブミリ波天文学の出発

太陽のような星の形成過程は、そして我が地球を含む太陽系のような惑星システムの起源はどのようなものだろうか。30 年代の 3 大発見 (双極流, IRAS 天体, ガス円盤) を通じて、星生成のシナリオはかなり具体化されてきた。月報の本年 6 月号 (84 巻 6 号) の特集にもあるように、原始星円盤という種族が鮮明になり、比較的質量の軽い (太陽程度の) 星々についてその形成後期の状況が明らかにされてきた。しかし原始星円盤の外側から分子雲へのつながり、星形成の前期の過程はいまだに「雲に」包まれて手探りの状態である。ことに重い星の誕生域は構造も複雑で、銀河規模での集団的生成の実体もわかっていない。見かけ上の多様性の陰にある基本的な性質に迫る努力が続いている。ここで円盤という名称を、太陽系サイズの原始星円盤から、1/10-1 パーセク程度の大きなガス円盤まで様々なスケールで使うことをお断りしておきたい。とにかく見ているものが丸くて平たいので。

波長が 1 mm より短い電波域をサブミリ波と称して、このところようやく観測が進展しつつある分野である。ミリ波観測の成果についてはたとえば月報の 91 年 1 月号に干渉計のまとめがある。サブミリのスペクトル線観

測では手法も対象もミリ波の延長 (~345 GHz) に始まり、ミリ波で調べていたものより励起の高い分子線を狙うものから、エネルギー的に質の異なる分野 (>460 GHz) へと拡がりつつある。また連続波観測は、広帯域の測光からエネルギースペクトルを決めるものだが、サブミリ領域では、今まで観測的にほとんど未踏と言ってよいぐらいの冷たいダストを扱い、これはポロメータを使う手法からしても、むしろ波長の長い赤外と考えた方がよい。

地上で観測している限りは、地球大気による電磁波への影響を被るため、サブミリ波帯のどの波長でも受信できるわけではない。大気によって吸収を受けない、いわゆる「大気の窓」にはまる波長帯やスペクトル線を選んでやらなければならない。これは周波数にしておよそ 250 GHz, 350 GHz, 460/490 GHz, 600 GHz, 800 GHz 付近である。幸いにして星間物質中に比較的豊富で、ミリ波でも調査の進んでいる幾つかの分子の輝線がこの間で観測可能である。代表的なのは一般化炭素 CO, 一硫化炭素 CO, 青酸 HCN, ラジカル HCO⁺ などのスペクトル線の高励起での遷移。CO (¹²C-¹⁶O) の同位体 ¹³C-¹⁶O, ¹²C-¹⁸O もポピュラーだ。星生成分子雲を調べる場合、原始星周辺の高密度コアや円盤を見るには CS, HCN, HCO⁺, C-18O など、激しい双極流活動には CO, ¹³C-O などを用いる。また衝撃波領域ではイオウ S やケイ素 Si を含む分子をトレーサーとして用いることも多い。これらのスペクトル線は、それぞれ異なる密度・温度条件に敏感であり、従ってそれらの比較検討により分子雲内部の多重構造を、玉ネギの皮をむくように分解できる。複数のスペクトル線の強度を比較すると、温度・密度といった具体的な物理量を算出することができる。星間物理屋の相手にする環境は、密度は星間物質の大部分を占める水素分子の個数をモノサシにして表すのだが、その範囲が 1 cc 中に分子が 1000 個から 10 億個ぐらい、温度が絶対温度で数度から 100K 程度である。密度が 1 cc あたり 100 万分子ともなると、高密度であると考えられる。実はスペクトル線の光学的厚さと呼ばれる性質のため、物理量がいつも一意的に計算できるわけではないが。

代表的な星生成領域をクローズアップで見ると、たとえば図 1 のようになる。これは Cepheus OB3 巨大分子雲の一角にある Cepheus A のガス円盤を調べるために CS 分子輝線を用いて多周波観測を行ったものである。上段の組がミリ波でのイメージ、下段の 2 つがサブ

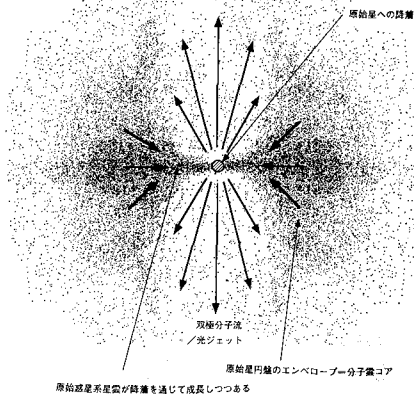
* 国立天文台 Saeko S. Hayashi: Kulia I Ka Nu'u (Strive for the Heights)

ミリ波で得たマップである。最も顕著なのは、上段ではガス円盤が大きく南北に伸びているのに対して、下段ではコンパクトな構造ながら東西に伸びたリッジが明らかに見える。これが中心付近の高温・高密度領域のヒントになる。CS 分子の $J=1-0$, $2-1$ 遷移は、水素分子密度 1 万個から 10 万個程度の領域を表し、一方、励起の高い $J=5-4$, $7-6$ といったサブミリのデータはこれより $1-2$ 桁濃いところを表している。温度も $3-5$ 倍ほど後者が高い。

中心のまさに原始星の位置では、分子ガスが特に多いようには見えない。これが本当にガスが抜けてしまっているのか、先ほどあった光学的厚さのために輝線がさざぎられて全体が見えていないのかはこれだけではわからない。しかしほかの観測から、大雑把に言うと東西方向に高速のガス流が出ていることがわかっているの、中心近くでもこの方向に物が少ないことが予想できる。CS 分布が中心近くで高速ガス流の縁取りのように東西方向に向いているのは、ガス流に掃き寄せられた分子雲コアの一部ではなからうか。これはミリ波観測のマップでも、よく見ると南北に広がる本体から特に東側、東北

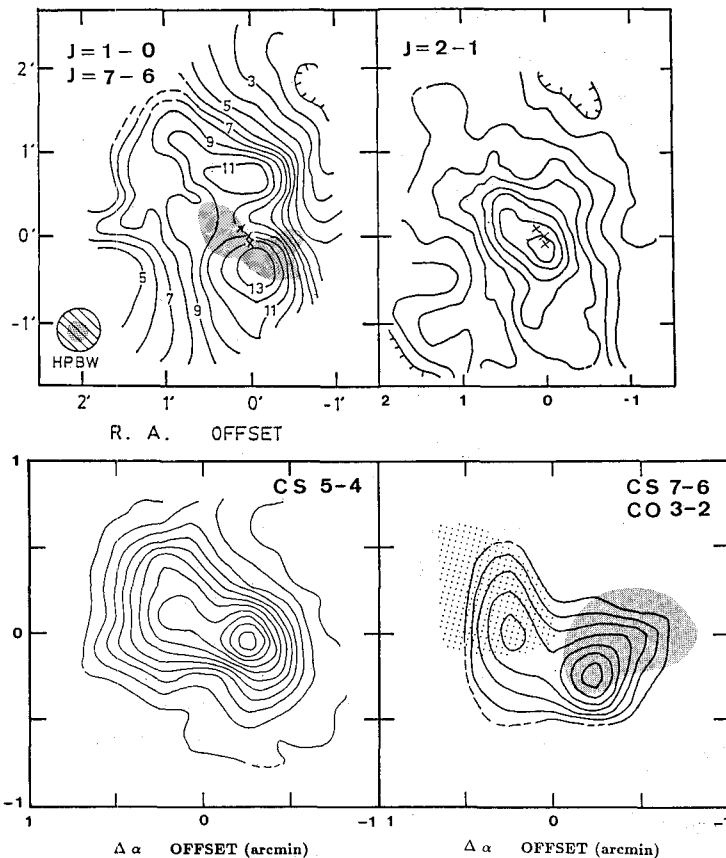
と東南方向に分子リッジが伸びていることでもわかる。これがガス流に押し分けられ、掃き寄せられた部分である。このようなマップから、中心天体の激しい活動により、円盤物質が次第に加熱・加速されて流れ出す様子が窺える。このようにガス円盤では、中心部への降着と外側への散逸が同時に進行している。そして星を作り出す役割を終えた分子雲もやがて銀河中に散逸し、次の世代

原始星



▲ 図 2 星生成領域の概念図。分子雲中で、降着を続ける原始星円盤の中心天体から激しい質量放出が起こっている。

Cepheus A CS INTENSITY



◀ 図 1 比較的重い B 型の星が誕生しつつある Cepheus A 領域の CS ガス円盤の観測。上左から $J=1-0$, $J=2-1$, そしてスケールを拡大して下段左から $J=5-4$, $J=7-6$ の各遷移波見たときのライン強度マップ。右下の図で陰を付けた部分は $CO J=3-2$ のデータで、中心付近での双極ガス流の方向を示している。(林他 1988, 1990 a)

の星生成に向けて銀河の中でまた集まるといように生成消滅の輪廻を繰り返すのである。

星形成プロセスでの主役がコンパクトな原始星円盤であるとしても、いわば「名脇役」のガス円盤、そして「あいかた」に相当するのが、中心天体からの輻射や恒星風といった激しい活動に由来する高速のガス流である。図2の概念図にまとめたように、分子雲から中心星への質量降着を原動力として若い天体の多様な諸現象も統一的に理解される。

暗黒星雲 L1551 の中の赤外線星 IRS5 領域は、距離の近さも幸いしてその整った双極状分子流の構造がよく調べられており、いわば高速ガス流の見本のような天体である(内田ら 1987 など)。この暗黒星雲を全体的に見てみると、どうやらこのガス流により穴があいてしまったらしい、気泡のようなものということでバブルと呼ぶ構造がわかってきた。本体の分子雲にまさしく「風穴」をあけてしまったわけだが、このバブルを詳しく調べてみると、図3のようにガス流がシェル状の断面を示す外側に「皮」のようにかぶさっている。このデータは、ガス流の調査によく用いられる $^{12}\text{C}-\text{O}$ に比べ、密度の高いガスを調べやすい同位体の $^{13}\text{C}-\text{O}$ 観測から得たものである。よく見ると「皮」の厚さが一様ではなく、ブツブツになっており、ガス流に伴って発生した衝撃波が分子雲へと伝播してゆく際に不安定性を引き起こして塊を生じたものかと思われる。双極流が、分子雲中に風船がふくらむような形で成長していったことが想像できる。

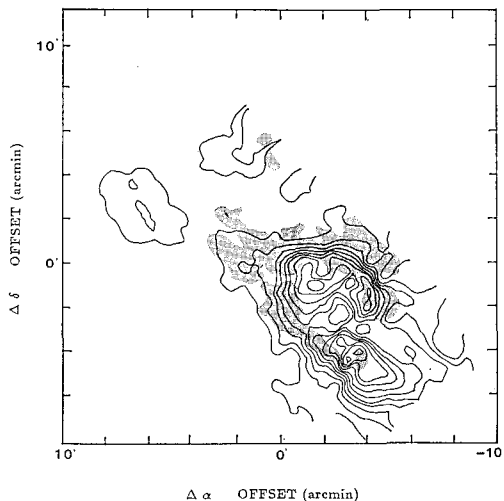


図3 L1551 IRS5 の高速双極ガス流 (^{12}CO $J=1-0$ データ, 内田ら 1987 による) とそれを取りまく分子バブル (^{13}CO $J=1-0$ データ, 林他 1989). サブミリ観測 (^{13}CO $J=2-1$) でもバブル状の構造を確認した。

ハービッグ・ハロー天体 HH111 では、可視光で見える細長くのびたジェットに、分子ガスのジェットも伴っていることを91年2月の観測により発見した(Matthews and Hayashi, in preparation)。この場合、周囲の分子雲に杭を打ち込むように細い孔を一気にあけてしまったようだ。可視光で見える電離したプラズマガスも、電波で見えるまだ分子状態のガスも一緒に流れているような流路となっている。中心天体の性質が上の L1551 IRS5 とほぼ同様でありながら、HH111 のジェットは異なる発達をしたようだ。

これらの双極ガス流は、ベースとなる連続的な加速と流出のほかに、時折まるで火砕流のようなものが発生するようだ。ガス円盤から物質が降り積もり、ある程度たまと崩れて、エネルギーを解放するとともにガスの一部が恒星風によって流れ出す。中心星の変光が観測されて FU Ori 型変光と呼ばれるものは、このようにして起こるのではなからうか。ディスク全面からのガスの蒸発も加わる。この過程で、ガス流と接する境界にある分子雲は、分子状態から中性原子そして電離プラズマという星間物質の相転移を経ることになる。

さて連続波観測から、冷たいダスト円盤の広がり調べられてきた。このダスト円盤がどうやら予想外に重いが、全量が惑星系になるとはとも考えられない。観測的に原始星円盤という種族の同定、エネルギースペクトルの決定がなされる中で、理論的な裏付けも進んでいる分野といえる。中小質量星の場合は中心の原始星円盤と外側のガス円盤が観測的にも直接に結びついている。しかし重質量星になると、詳細な観測のあるオリオンはともかく、構造の複雑さのため必ずしも一体とは言えない。ガス円盤はその大部分が直接に星になるわけではなく、ある意味で過渡的な現象を観測しているわけだが、質量の貯金箱であって、つきつめると星を作る全工程の究極のエネルギー源である。現在も観測的なアプローチが続いている。

2. 赤外線観測の展開: 星間物質の諸相

ウィリアム・ハーシェルによる熱輻射の測定にさかのぼる赤外線観測の歴史も、ごく最近まで1素子の観測装置に手段が限られてきた。半導体物理や集積回路技術の発展により、80年代なかばにようやく第1世代の2次元検出器を用いた赤外線カメラが登場した。87年夏に UKIRT でその秋からの共同利用のための試験観測が行なわれ、幸いにしてそれに参加する機会を得た。この時はイギリス・アメリカ・日本の大勢の観測者で、ガヤガヤ、アアデモナイコウデモナイ。広帯域・狭帯域のフィルター、ファブリー・ペロー分光用エタロンなどいろいろ取付けて試してみた。

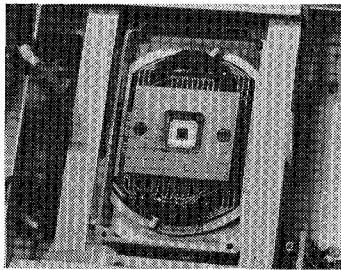
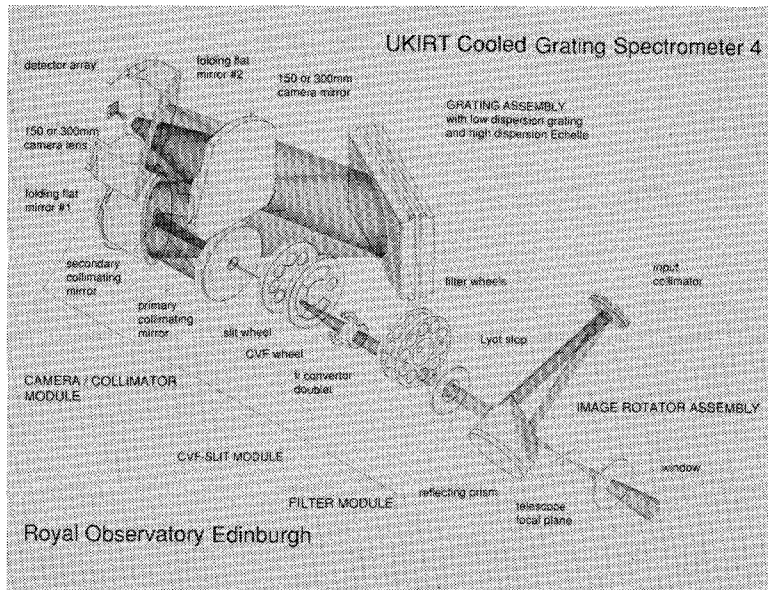


図 4 左は第一世代赤外カメラのご本尊。インジウム・アンチモン素子を 62×58 個並べた検出器。右が第二世代の赤外分光撮像装置 CGS4 の概念図。91年初めより活躍し始めている。いずれも UKIRT の資料より。



宇宙でもっとも豊富な分子である水素分子の天文学は、宇宙の基本的な構造を理解する鍵である。安定した分子であるためスペクトル線を出しにくく、分子雲のどこでも観測できるわけではないが、密度が 1 万個/cc 程度以上で温かい部分なら、近赤外域のスペクトル線を観測することができる。複数のスペクトル線の分光観測により水素の人口統計にあたるオルソ・パラ比を決められるが、この値は人間の場合と同じく歴史を反映し、分子雲の熱的な経歴をとどめている (田中他 1989 など)。また撮像観測から物質分布とエネルギー伝播とを反映する地図が作成できる。

第 2・3 世代のカメラ群は、素子材料 (インジウム・アンチモン、水銀・カドミウム・テルル、白金シリサイド) の探索・大型アレイ化 (一辺 64 の 2 次元素子→128

→256... 素子)・分光器を付けてモードの多様化へと、一年毎に急速に発展している。星間減光が可視域より桁違いに小さいことから、銀河を見渡すうえで格段に観測の感度が上がったとも言える。その中で赤外線星群の発見という初期の成果が、にぎやかな銀河系の実態を明らかにしつつある。そもそも星は集団で作られるにもかかわらず、原始星星雲の中で確実にそれと同定されたものはない。集団どころか連星ですら、形成の実態は謎に包まれている。中心星がほとんど前期主系列星に到達してしまってから、連星系などが知られている。赤外線星群の発見により、集団としての星生成領域、そして銀河の渦構造など大局的なパターンの起源についてようやく観測的な実証が行なわれようとしている。

一回りしてまた電波とのタイアップにより分子雲の創生から一貫した進化の系図を作り上げたい。また建設中の「すばる」(8 m 大型光学赤外線望遠鏡)により、残されたミッシングリングである原始星円盤の直接的な構造の分解を中間赤外域で見通してみたいものである。

3. 15 m サブミリ望遠鏡の立ち上げ —JCMT とマクスウェルの悪魔

サブミリ波の本格的な望遠鏡が建設されたのは 80 年代も後半になってからのことである。1987 年マウナ・ケア山頂から 100 m 下の盆地に 2 つのサブミリ望遠鏡がオープンした。JCMT (James Clerk Maxwell Telescope) と CSO (カリフォルニア工科大学 10 m 鏡) である。このためこの盆地は「電波の谷」と呼ばれるようになった。いきなり大型望遠鏡から始まったのは、いわば天界のガイドマップあるいは周囲の濠も櫓もなしにい

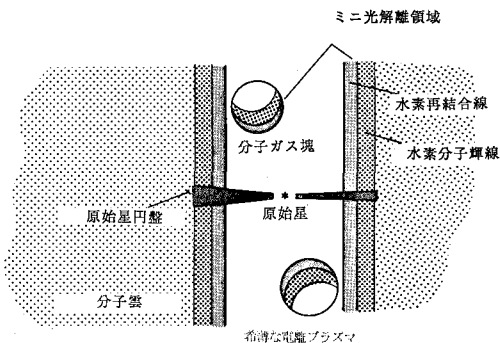


図 6 S106 領域は光解離領域のミニチュア版としても理解できる。電離した希薄なガス領域と分子雲との境界で、分子ガスが解離しそして電離ガスへと相転移してゆく様子を概念的に示した。(図 5, 6 とともに林他 1990 b より)

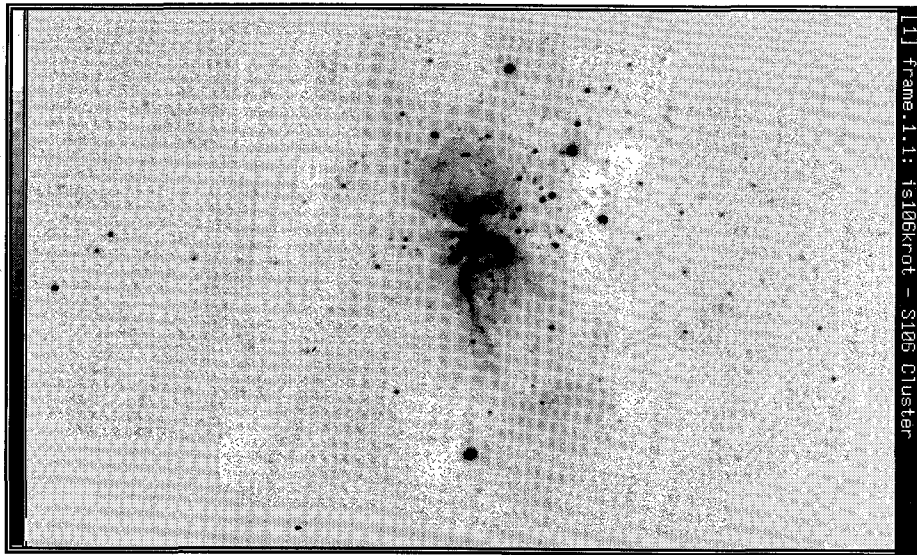


図 7 白鳥座の分子雲と赤外線クラスター。ハワイ大学で製作した赤外カメラを 90 年夏に CFHT 持ち込んでテスト観測をした時のデータ。図の上が北、左が東。(Rayner, Hodapp, Ueno, Hayashi)

きなり天守閣を建てるようなもの。1 ミリ前後の波長域なら、標高の低い天文台からでもたまたま観測可能なことがあるので、テキサス 5 m 鏡などでなんとかマッピングが試みられてきた。また高い周波数域については、航空機や気球を利用した観測が試みられている。このため観測装置を作る上で、技術的なバックグラウンドはあったとも言える。それにしても 600-900 GHz でも 4-5 m 級で 15-30" の観測を十分に行なってゆければ、分子雲クラスや 1' 以上の大きな天体と数秒角の個別のコンパクト天体の関連付けがしやすく、そもそもどこを狙うべきか決めやすい。波長に応じて天空からの電磁波が地球大気に吸収される程度を図 8 に示した。ワルサをするのは主に水蒸気である。

新しい天文台を共同利用施設として整備を進めるためには、観測装置の調整はもちろん、スタッフ自身のトレーニングと観測方法やキャリブレーション方法の確立が必要である。立ち上げの手順とアルゴリズム、何を揃えておくかという見通しを良く立てておくべきだろう。立ち上げの初期に、使いやすく信頼性の高い観測装置の存在が作業の促進に大なる貢献をした。UKIRT で使われて実績のあるポロメータ受信機 UKT14 で連続波観測をし、一方スペクトル観測用には周波数が低くマウナ・ケアで観測の容易な $^{12}\text{CO } J=2-1$ (波長 1.3 mm) に周波数を固定したベテロダイン受信機 RXA を用いた。系外銀河のように天体の速度が大きく従って周波数のズレが大きいものは、この RXA では狙うことができなかった。一見、天体観測のためのフレキシビリティが無いようだが、望遠鏡性能の信頼性なしにはどうせ良い観測が

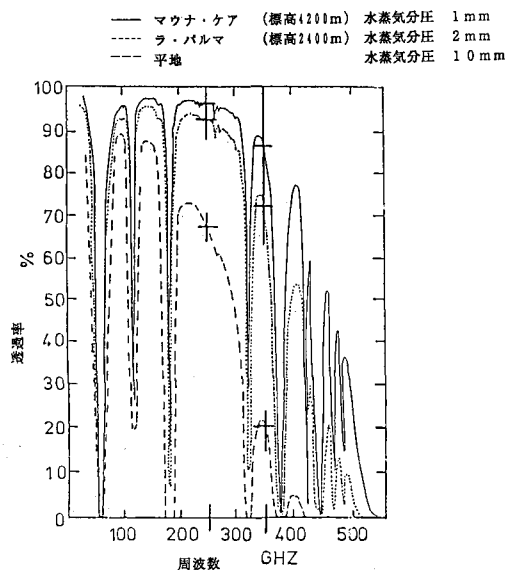


図 8 電磁波の波長による透過率の変化。大気の「窓」が、サブミリ帯のところどころにある。観測地の水蒸気量が少ないほど、宇宙からの電磁波をとらえやすいことがわかる。(G. D. Watt 原図)

望めない。

特にポインティングと鏡面精度が望遠鏡の基本的な性能である。電波望遠鏡の場合は波長の 1/20 程度まで鏡面誤差をおさえ込む必要があり、可視光の望遠鏡に比べて相対的に厳しい条件である。JCMT の主鏡面は約 300 枚のアルミ・ハニカム・パネルで構成され、各パネルに取付けられた 3 個のモーターの駆動により、高さや傾きを調整する。パネル単体の表面精度は 10-15 ミクロンを

達成していた。これを全体で滑らかな放物面に仕上げてゆくのだが、その前提として 15 m というサイズのものを精密に測定する必要があり、これが容易ではない。始めにパネルを置いたときは、地形図を作るときのようなセオドライトで見当をつけ、レーザー測距儀で初期設定を行なった。次いで 87 年春より電波ホログラフィ法による鏡面測定を開始した。これは JCMT の建設を担当したケンブリッジ大学の電波グループと、ハワイ現地スタッフとの共同作業であった。最終的には鏡面誤差が RMS 30 ミクロンより良い値 (ホログラフィのデータ単体では 20 ミクロンを切る) となり、このクラスの望遠鏡としては抜群の精度を達成した (Webster 他 1990 など)。このようなこともあって、イギリスで技術的に優れたものに贈られるマクロバート賞が 90 年に JCMT の建設チームに与えられた。道具としてはかなり完成に近づいたと言ってよかろう。しかし名工の作品が必ずそうであるように、画竜点睛または魂を入れてやる必要があり、それはこれから天文学者がどれだけ成果を引き出せるかにかかっている。

この間、観測所スタッフもユーザーも良い受信機が欲しいと願い続けてきた。3 年に及ぶ改良の後に周波数 460/490 GHz 用 RXC が安定して動き始め、まあまあの感度と高い信頼性をもつ RXB2 (周波数 350 GHz 付近)

も入った。ショットキー・ミキサーから、次は最高感度を得るべく SIS 受信機の製作が進行中である。種類の異なる分光器が 2 つ置かれていても、明らかに使いやすすいほうだけが、実際に使われ続けた。立ち上げの初期にたった一つの音響型分光器があってこれが水冷型であった。使っているうちに、ポンプの調整不良でしじゅうパイプの流れが止り、ついにあるとき過冷却の部分が氷結してパイプが破損、洪水事件となってしまった。同じ音響光学型の 2 号機が空冷になったことは言うまでもない。それでなくともマウナ・ケア観測所群は高山にあるため、特殊な作業環境である。気圧が低く、極端な乾燥のため、人間にとって居心地が良くないのはもちろんだが、同じことが機械系・電気系のトラブルや故障を引き起こす。静電気がたまりやすい・グラウンドがとりにくい・対流が起こりにくいので空冷の効率が悪いなど。

4. JAC の様子

Joint Astronomy Centre (英加蘭 連合天文台) の名称は、この天文台がイギリス・カナダ・オランダをスポンサーとしているためである。望遠鏡をはじめとする観測装置もこの 3 国のいろいろなグループが共同で作ってきた。しかしハワイ現地で、UKIRT・JCMT の 2 つの望遠鏡の運用にあたる人々は様々な国籍と経験をもって

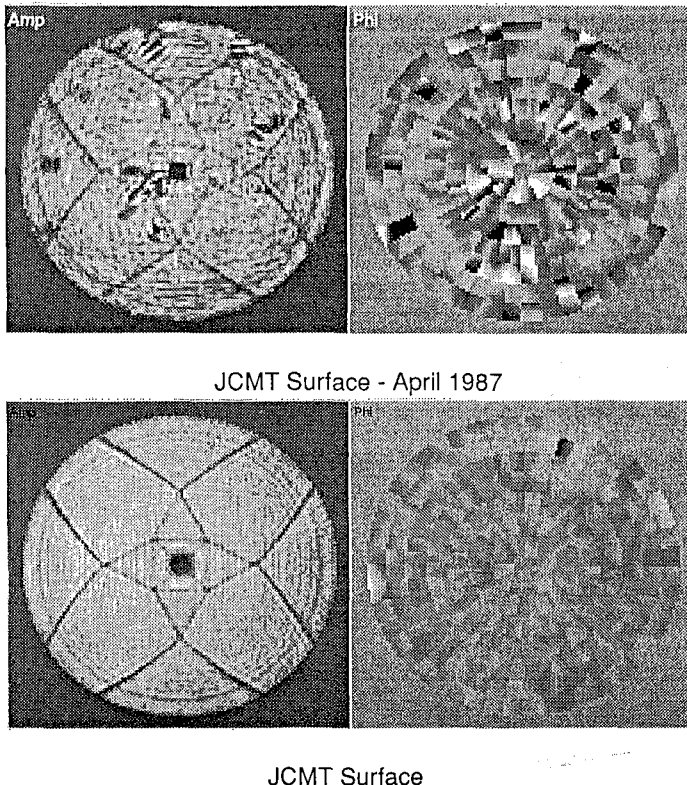


図 9 JCMT における鏡面調整の進行。鏡面誤差のデータを強度 (左列) と位相 (右列) に分けて示してある。作業前 (87 年春の開所式の頃) と作業後 (89 年秋) の違いに注目。あとの方が誤差が格段に小さくなっており、副鏡とそれを支えるパイプの陰と影が鮮明になっている。

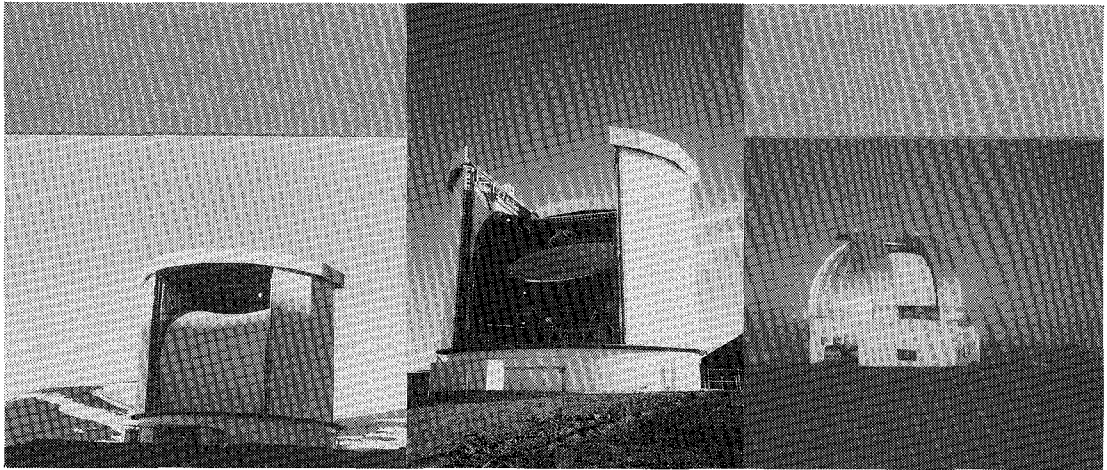


図 10 左端: 円筒型の JCMT の建物. 望遠鏡を風や火山灰のダストから保護するために, 通常はこのようにメンブレン (白いスクリーンのようなもの) をおろしている. 屋根を開けていないのは仰角の低いところでホログラフィ測定中のため. 中: 実際の観測中は屋根が後ろにスライドする. これはメンブレン材料の観測への影響を評価するために, 開けてみているところ. 良く調整された鏡面が光っているでしょう? 右端: UKIRT のドーム. 風よけスクリーンが上がっているので, スリットがほとんどふさがって見える. ここは観測床が低いので地上風や雪やホコリの影響を受けやすい.

いた. 天文学の学位をもつ研究者ばかりでなく, 電気・電子・マイクロ波の技術者, 機械工など, 本国から派遣されたものあり, 現地で雇用されたものもあり. 本稿のハワイ語・英語のタイトルは, この JAC のモットーである. この JAC を含むマウナ・ケア天文台群の人々は, お互いひどい訛りの英語と数字や天文のアイデアを共通語としながら, 世間から切り離された一種の天文コミュニティを形成している. これらの観測所にはさらに世界の様々な国から研究者がやってきて望遠鏡を使って行く.

UKIRT も JCMT もともに全国 (全世界?) 共同利用施設であるから, 利用したい研究者は, 観測の目的と

方法がある一定の書式のプロポーザルに書いて望遠鏡時間割当委員会に提出する. 世界に広がるレフェリーたちにより天文学的な意義を審査され, 技術的に実際に観測可能かどうかのコメントも観測所現地から添えられて, 割当委員会の最終判断の資料とされる. 観測申込が多数であるため, 厳しい競争の中から成果のあがりそうなものが採択され, 望遠鏡時間の割当を受けることになる. 新しい望遠鏡や観測装置は競争率が 5 倍を超えるが, ある程度定着した観測施設は 2-3 倍に落ち着いてくる. ハワイのような観測適地の望遠鏡が人気が高いのもやむを得ないが, 研究者個人にとってはこの 5 と 3 の違いは大きい. 1-1.5 年に 1 度空を拝めないと, 研究を進めにく

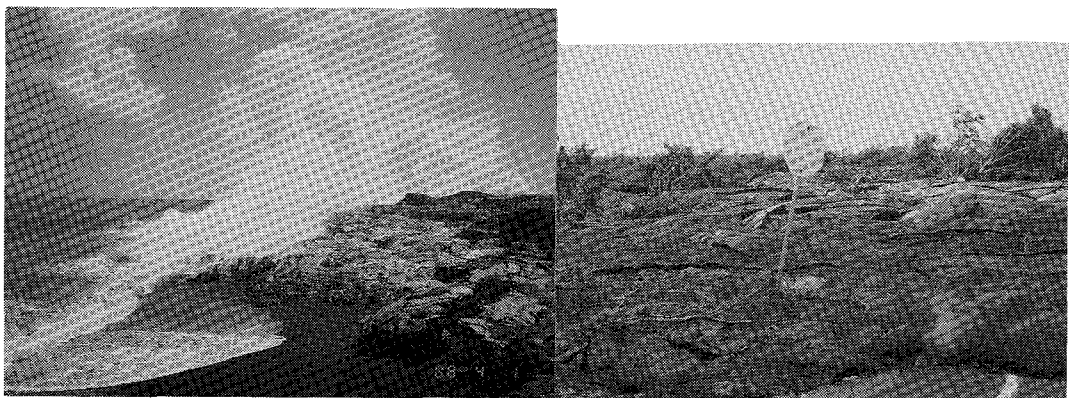


図 11 惑星表面の形成領域. ハワイ島の東部ではキラウエア火山が活動中で, 地殻の裂け目から溶岩が湧き出している. 伊豆大島と同様の粘性の低い溶岩なのでサラサラと流れるように進み, 海に落ち込むところで陸地を拡大中. 右の写真で, 溶岩流にせきとめられた道路のストップの標識は, 83 年から続く活発な火山活動に悩まされている地元の人々の気持ちでもあろう.

いし、あるいはライバルに先を越されかねないのである。

3年間の JAC での滞在中に職場の一員として受け入れてくれた彼の地の同僚、日本やアメリカ本土やイギリスから励ましてくれた方々に感謝します。ハワイでの武者修業は実に楽しいものでした。この先「すばる」でも同様の環境を実現したいものです。

参 考 文 献

Hayashi, S. S., Hasegawa, T., and Kaifu, N. 1988, Ap. J., 332, 354-363.
 Hayashi, S. S., Hayashi, M., and Kaifu, N. 1989, in "Structure and dynamics of the interstellar medium", eds. G. Tenorio-Tagle, M. Moles, and J. Melnick, Springer-Verlag, Germany, 260-263.
 Hayashi, S. S. 1990 a, in "Submillimetre Astronomy", eds. G. D. Watt and A. S. Webster, Kluwer Academic Publishers, Netherlands, 159-160.
 Hayashi, S. S. et al. 1990 b, Ap. J., 354, 242-246.
 Tanaka, M. et al. 1989, Ap. J., 336, 207-211.
 Webster, A. S. et al. 1990, Op. Cit., 283-284.

お 知 ら せ

東京大学理学部天文学教室教官公募

1. 公募人員 助手 1 名
2. 専門分野 天文学及び天体物理学
3. 提出書類 履歴書, 研究経歴, 論文リスト
主要論文別刷, 研究計画書
4. 公募締切 平成 3 年 10 月 20 日
5. 着任時期 決定後出来るだけ早い時期
6. 宛 先 〒113 東京都文京区弥生 2-11-16

東京大学理学部天文学教室
主任 内田 豊

前回 7 月号の公募に引きつづいて別口の公募です。前回に応募された方は(特に取下げを希望される方以外は)選考対象と致しますので、特に書類を提出し直さないで結構です。

7. 問合せ先 同上 (電話 03-3812-2111
ext 4260 又は 4254)

☆ ☆ ☆

HAMAMATSU

C-CCDの世界

冷却CCDテレビカメラ

今、天体観測は、フィルムから
CCDカメラの時代へ移っています。
フィルムの長時間露光と同等以上の画質
と解像度が短時間で実現できます。

「馬頭星雲」60cm F4.7 ニュートン直焦点 C3640 使用露光 90 秒 (館山天文台にて)

超高感度冷却 CCD カメラシステムは、SIT カメラや高感度フィルムを大幅に上回る感度と 100 万画素の高解像度により、宇宙の彼方からの極微弱な光を高画質で鮮明に映し出し、高速で画像改善やデータ処理・解析を行います。

超高感度

冷却 CCD カメラシステム

浜松ホトニクス株式会社

システム営業部 〒430 浜松市砂山町 325-6

☎(053)452-2141(代表) ファックス(053)452-2139

