レーザー解説

赤外線天文学とレーザーの応用

舞 原 俊 憲*

(昭和56年5月7日 受理)

Infrared Astronomy and Laser Applications

Toshinori MAIHARA

(Received May 7, 1981)

1. はじめに

宇宙は自然の実験室であると言われます。地球上の加速器では原理的に創出することのできない超高エネルギー宇宙線粒子を用意して、最も極微の素粒子の物理実験室としての場となったり、遠方のクエーサーと呼ばれる巨大なエネルギー発生機構をもつ天体の光を、強力な重力場で屈折を起こさせて、その像をいくつかに分裂させる重力レンズの現象を見せてくれたり、時には希薄なガスの集合体の中で起こるドラマティックな星の誕生のプロセスを披露してくれます。その意味ですべての天体の現象は、自然が用意した物理的、化学的、又はある場合には生物学的な実験室であるといえます。そのような自然の行う宇宙の実験からできるだけ多くの正確な情報を受けとること、そしてそれを現在の物理学の基本的な理解と照らし合わせて現象自身を理解するには、当然のことながら、観測の技術的な進歩が不可欠な条件といえます。実際、1960年代に緒を發した観測波長域の拡大の時期、すなわちそれまでの可視光と電波の天文学から、紫外線・赤外線・ミリ波・サブミリ波・X線・ γ 線といった、多かれ少かれ全波長を

カバーしはじめた時期から、宇宙物理学 (Astrophysics) が加速度的な進歩をとげてきた背景は、そのような種々の技術的な進歩に負うところが大きいわけです。にも拘らず、1960年、1970年代は宇宙物理学 (Astrophysics) にとって、いわば布石の時代だったと言えます。宇宙の実験室が提供する宇宙全体の進化にかかわる情報が、1980年代の本格的な全波長天文学の成果として得られるようになってと思われるからです。それはやはり1980年代を担うあらゆる種類の空間からの観測設備 (観測機器というよりも Facility と言うべきもの) の共通したねらいでしょう。その意味でこれからの時代をスペースの時代と、一応定義できると思います。

ここでは、宇宙からの微弱な赤外線的光の情報を、新しい技術的な進歩に支えられて如何に効率よく検出してきたか、或いはこれからやろうとしているかを、赤外線天文学の立場から紹介したいと思います。従って、レーザーを主なテーマとした話題ではほとんどないわけですが、赤外線検出技術の1つであるヘテロダイン検出法や、アップコンバージョン等の天体観測への応用例も含めて少し触れたいと思います。

* 京都大学理学部物理教室 (〒606 京都市左京区北白川)
Department of Physics, Kyoto University (Kitashirakawa, Koto 606)

3. 天体観測に使われる赤外線検出器

天体の赤外線観測という場合、通常大まかに近赤外、中間赤外、遠赤外の3つの波長領域に分けられ、それぞれに適する検出器と検出方法が使われます。波長域の分け方は、 $1 \sim 5 \mu\text{m}$ 、 $5 \sim 25 \mu\text{m}$ 、 $25 \mu\text{m} \sim 1 \text{mm}$ というのが大体の目安になっているようですが、場合によって約 $300 \mu\text{m}$ 以上をサブミリ波と呼ぶこともあります。

天体観測用検出器に必要な条件は、高感度すなわち如何に低レベルの輻射が検出できるかという能力につきると言えます。例えば感度が1桁向上すれば、口径1mの望遠鏡は、口径3mの集光力をもつ望遠鏡を使ったのと同じということになるわけです。私達がどのような種類の検出器をどのような方法で使っているか、又将来の宇宙空間観測器に使用しようとしているかを、それぞれの波長域について簡単に眺めておきます。

1) 近赤外領域

赤外線検出器の一般的な説明は、適当な解説書等も色々あるので^{1), 3)}むしろ天体観測に特有の超高感度をどのようにして得ているかを、InSbを1つの典型的な例にとって述べます。

ここ数年で近赤外検出器は、赤外線天文学の分野に関する限り、ほど完全にInSb素子に置き換ってしまいました。それまでは $1 \sim 3 \mu\text{m}$ の領域で液体窒素冷却のPbSが、それ以上の波長では液体ヘリウム冷却のボロメータが使われていたのです。この理由は、低バックグラウンド条件下で高い量子効率と高インピーダンスを有するフォトボルタイックなInSb素子の製造が可能になってきたからです。

この検出器は非常に薄い(約1ミクロン)p-n接合をもっており、そこで光電的に励起されたフォトキャリアの分離が行われます。アメリカSBRC社のInSb素子の形状図と実際のマウンティングの様子をそれぞれFig. 1及びFig. 2に示します。

p-n接合で発生するフォトカレント i_s は、

Fig. 1. InSb element.

Fig. 2. InSb detector mount.

$$i_s = \eta \frac{P}{h\nu} e \quad (1)$$

で表わされます。ここで η は量子効率、 P は入射エネルギー、 $h\nu$ は光子・エネルギーです。一方、入射光子のゆらぎに帰因するノイズを無視できる場合、すなわち十分低いバックグラウンドの条件下では、次のJohnsonノイズ・カレントが唯一のノイズ源になります(不適当なバイアスをかけた時に発生する電流性の $1/f$ ノイズは調整により除くことができます)。

$$\langle i_n^2 \rangle = 4kT \left(\frac{1}{R_b} + \frac{1}{R_f} \right) \Delta f \quad (2)$$

ここで R_b は検出器のインピーダンス、 R_f はプリアンプのフィードバック抵抗、 Δf はアンプのバンド巾を表わします。参考のため、我々が通常使っているフィードバック・プリアンプ回路の場合のInSb検出器の等価回路をFig. 3に示します。Fig. 4は実際に使っているプリアンプの回路図の例です⁴⁾

Fig. 3. Equivalent circuit of InSb detector with a feedback preamplifier.

Fig. 4. Preamplifier circuit with a dual FET head amp. cooled by LN₂.

(1), (2)式から雑音等価パワー NEP ($W \cdot Hz^{-1/2}$) は,

$$NEP = \frac{1}{\eta} \frac{h\nu}{e} (4kT(R_D^{-1} + R_F^{-1}))^{1/2}$$

$$= 9.2 \times 10^{-15} \cdot \lambda^{-1} (\mu m) \cdot \eta^{-1} \cdot T^{1/2} (R_D^{-1} (M\Omega) + R_F^{-1} (M\Omega))^{1/2} \quad (3)$$

となり, R_D , R_F が大きいほど最小検出レベルは小さい値が得られることになります。我々は通常, 冷媒である液体窒素をポンピングして $T=60K$ に下げ, R_D = 数G ~ 数10G Ω を実現しています。 R_F は R_D より数倍大きな値を使いますので, $\eta=0.6 \sim 0.7$ として, 波長 $2.2 \mu m$ で $NEP \approx 10^{-15} W Hz^{-1/2}$ 以下が得られます。

この素子には, J-バンドすなわち $1.2 \mu m$ 付近の強い光を照射することによって素子のインピーダンスが非常に大きくなるという面白い特性

をもっています。このメカニズムはよく理解されていないのですが, 我々もこれを常用しています。このJ-フラッシュと称する効果が効いて R_D が大きくなる様子を Fig. 5 に示します。

Fig. 5. Impedance R_D of an InSb detector v.s. Integrated time of J-flashing.

2) 中間赤外領域

初めに取上げた近赤外用検出器のInSbはphoto voltaicタイプの素子でしたが, 中間赤外領域及びそれ以上の波長域ではphotoconductiveタイプとボロメータが天体観測に使われる素子です。ボロメータはthermal detectorとも呼ばれ, 入射赤外線を一たん熱エネルギーに換えて温度変化の検出を行うので, 時定数は遅く抵抗性の熱雑音も大きい。従って宇宙空間観測用としては, 低バックグラウンドの条件のもとで非常に高い感度を有する各種の不純物をドーピングしたシリコンphotoconductiveタイプの検出器が主流を占めるようになっていきます。地上や飛行機, 気球高度での赤外線観測についても, 冷却フィルタにより波長巾を絞った狭帯域の測光・分光観測には, これらのphotoconductorが圧倒的に有利です。

Photoconductorの場合の式は, (1)式にphotoconductive gain G をかけた次のような式になります。

$$i_s = \eta \frac{P}{h\nu} eG \quad (4)$$

一方ノイズはFig. 6のようなプリアンプ回路の構成を考えると、結局(2)式と同じ関係式が適用されるので、NEPは(3)式とほとんど同様の式が成立つこととなります。

Fig. 6. An example of the photoconductor pre-amplifier.

Fig. 7. Spectral Responsivities for Detectors Fabricated by SBRC.

具体的なphotoconductive素子の種類として

は、Fig. 7のような幾つかのextrinsicタイプの半導体物質が使われます。これは、真性(intrinsic)半導体と異なり、ドナー又はアクセプタの不純物準位をもつエネルギーレベル構造によってそれぞれのカットオフ波長や感度(A/Wの値)の特性を示すわけです。特徴的なNEPの値は、例えばFig. 7のSi:Asを例にとると、 $10^{-17} \text{ WHz}^{-1/2}$ 台の値が普通に実現されています⁵⁾。この種の半導体素子は低バックグラウンド($10 \mu\text{m}$ のphotonの数が毎秒 10^8 個以下)の条件下で、素子インピーダンスは $10^{12} \Omega$ 以上になり、ノイズはフィードバック抵抗だけで決まると考えてよいわけです。従って(3)式からもわかるようにNEPはプリアンプに使うフィードバック抵抗と低温下で使う能動素子FETの性能で決まります。通常宇宙観測では検出器は勿論、望遠鏡や測光・分光器も全て液体ヘリウムで冷却しますが、プリアンプのヘッドの部分はジャンクションFETを約100K程度に少し温めて使う方法が今のところ最良のようです⁶⁾。

HgCdTeの混晶型検出器も中間赤外領域のヘテロダイン検出法を用いる装置に利用されます。天体赤外線源のヘテロダイン検出法による観測の具体的な例については後節で取上げるとして、ここでは、HgCdTe検出器の特徴を掲げておきます。この素子は3元合金素子とも呼ばれ、それぞれの金属元素の混ぜる比率を変えることにより $2 \sim 20 \mu\text{m}$ の領域で種々の感度特性をもったものを作ることができます。インピーダンスはあまり高くないが、 $\lambda_c \leq 5 \mu\text{m}$ のものでは、インピーダンス・面積の積($R \cdot A$ プロダクト)が $10^6 \Omega\text{cm}^2$ が得られており、InSb等にかなり近い感度が得られます⁷⁾。最大の特徴はやはり応答が早いということで、 $10 \mu\text{m}$ 領域でのヘテロダイン検出用のミキサに利用されます。

3) 遠赤外領域

シリコンに各種の不純物をドーピングした光伝導型の検出器は、リン又はアンモモンをドーピングしたものが最も長い $28 \sim 30 \mu\text{m}$ のカットオフ波長を有するわけですが、それ以上の遠赤外領域では、ゲルマニウムのphotoconductorが使われ

ます。Ge:Beは60 μm 近くまで、Ge:Gaは120 μm まで感度があるということですが、Ge:Gaの場合はある結晶軸方向にストレスを加えて圧縮することによって、そのカットオフ波長を2倍も長い方に延ばすことができる、という報告もあります⁹⁾。実際にその効果を使ってGe:Gaの感度を延ばして、157 μm の星間炭素イオンの微細構造輝線が飛行機を使った天体観測で測られています⁹⁾。

遠赤外の天体観測には、勿論これまでボロメータが最も広く使われてきたわけですが、宇宙観測器のように低バックグラウンドの環境をつくりだせる場合には、最初に述べた photoconductive タイプの素子が主流になると考えられます。ボロメータの場合、通常のヘリウム4の冷媒のかわりに、ヘリウム3で0.3K かそれ以下に冷却して感度を高めたものが開発されてきており、宇宙観測への応用も考えられています¹⁰⁾。ボロメータのメリットは、波長感度特性がフラットなことで、Ge:Gaがストレスを加え

ても240 μm までしか感度がないのに対して、それ以上の領域もカバーできるということでしょう。ボロメータについては詳しいことは、例えば参考文献6)を参照して載くとして、ここでは、典型的な低バックグラウンド遠赤外天体観測用のphotoconductor Ge:Gaの性能を紹介します。Table 1は、1983年にスペースシャトルに搭載が予定されているスペースラブIIの天体赤外線サーベイ観測装置の検出器として開発がされたもので、¹¹⁾ $10^{-16}\text{WHz}^{-1/2}$ よりも低いNEPが実現されていることがわかります。同表にHaller達が開発したストレス型Ge:Gaも掲げておきます。

サブミリ波とも呼ばれる300 μm 以上では、ホットエレクトロンのモビリティ変化を利用したphotoconductor InSb素子が使われます。これは、応答速度が早いので、ヘテロダイン検出法で必要なミキサに利用される可能性があります。実際例えば、イギリスが最近完成させた口径3.8mのハワイ、マウナケア山に置かれた赤外線

Table 1. Performance of Ge:Ga Photoconductors

Detector	Rockwell Int. Co. IRD 1762	U.C. Berkeley # 1	U.C. Berkeley # 2 (stressed)
Active area (mm^2)	1.0x1.3	1.0	1.0x1.0
Thickness (mm)	2.5	3	6
Bias (V/cm)	0.10	0.20	0.42
Background (W)	4.7×10^{-13}	1.4×10^{-13}	3.4×10^{-13}
Cutoff λ_c (μm)	120	120	193
Responsivity (A/W)	1.6	8.4	19
N.E.P. ($\text{WHz}^{-1/2}$)	1.3×10^{-16}	7.0×10^{-17}	5.7×10^{-17}
Quantum eff. (%)	36	37	73

望遠鏡には、InSbをミキサに使ったヘテロダイン検出システムが取り付けられて、星間分子COやCSの観測が既に行われつつありました。

3. 赤外線天体の分光観測

これまでは、天体観測に使われる赤外線の出器自体についての話でしたが、この節では、それらの検出器を望遠鏡や分光器と組合せて、微弱な宇宙からの赤外線輻射の性質について調べる分光技術的な側面を中心に述べてみたいと思います。

1) 測光観測

広帯域のバンドパス・フィルタを使った測光観測の基本的な標準化がなされています。これは大体大気吸収の窓になっているバンドに対応して近赤外から22 μm の中間赤外までを断続的にカバーしています。赤外線観測の草分け的存在であるJohnsonの名付けた各バンドの呼び方は、R (0.70), I (0.90), J (1.25), H (1.65), K (2.2), L (3.4), M (5.0), N (10.0), Q (22)の9バンドで、可視光の領域で古くから行われている三色測光のU, B, Vに対応する赤外域の多色測光バンドなわけです。Table 2にJohnsonシステムと呼ばれている測光バンドのパラメータを示します。

Table 2. Multicolor Photometry System

Filter Band	λ	Flux for mag=0.00 F_λ
U	0.36 μm	$4.35 \times 10^{-12} \text{ Wcm}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$
B	0.44 μm	7.20×10^{-12}
V	0.55 μm	3.92×10^{-12}
R	0.70 μm	1.76×10^{-12}
I	0.90 μm	8.3×10^{-13}
J	1.25 μm	3.4×10^{-13}
H	1.65 μm	1.1×10^{-13}
K	2.2 μm	3.8×10^{-14}
L	3.4 μm	8.1×10^{-15}
M	5.0 μm	2.2×10^{-15}
N	10.2 μm	1.23×10^{-16}
Q	22 μm	7.2×10^{-18}

測光観測によって、スペクトルの細部の情報は勿論得られませんが、広い波長の全域に亘る

大まかなエネルギー・カーブを測定することができます。これにより、天体の赤外線輻射の機構が、黒体熱輻射か、free-free 又は free-boundの光学的に薄いガスの輻射か、或いは又、シンクロトロン輻射のように非熱的なものか、といった基本的な様子を知ることができます。初期の赤外線天文学は、可視光では非常に暗いか、全く光っていないというような、いわゆる赤外線星の発見を行って、新しい分野の緒を開いてきたわけですが、そのような対象のエネルギー・スペクトルの特徴は、異常に輻射温度の低い星状、又は広がりを持った天体だということです。Fig. 8にオリオン星雲中に発見された典型的な2つの赤外線天体のエネルギー・スペクトルを示します。1つは点状の赤外線星でBN天体と呼ばれ、もう1つは広がりをもつ星雲状の源で、KL星雲と呼ばれます。どちらも温度輻射に近いスペクトルをもっており、それぞれ約600Kと70Kに対応する温度の黒体輻射曲線にほぼ一致することがわかりました。普通の星は内部構造の理論的な考察からも表面の有効温度は

Fig. 8. Photometric energy curves of BN and KL infrared sources¹²⁾

3000K以上でしか、安定にならないはずで、実際どんな星でも、色温度は2~3000K以上になっています。3000K以下のものは、各種の変光星であることがほとんどで、脈動したり不規則な光度変化をします。従って赤外線の測光観測によって発見されてきた数100Kというような星

は、通常の恒星とは異なる輻射の機構を考える必要があります。そこで、星間ガスの雲の中で収縮して出来つつある星の卵、原始星の存在に結びつけられる話が組立てられそうに思われます。確かにオリオン星雲は、比較的最近（数万年前）にできたと思われる若い星が近傍に存在しており、現在もBN, KL天体の領域で新たな星が生れつつあるとしても全く不思議ではないわけです。その後、より空間分解能の高い観測の結果、かなり沢山の同様の赤外線源、恐らく原始星か、ごく生れたての星と思われるものが見つかってきて、オリオン星雲における星の生成過程のより詳しい観測的研究に進んできています。その話は、又赤外分光観測の項に改めて触れたいと思います。

赤外測光観測の1つの大きな特徴は、可視光での観測に比べて、星間吸収 (interstellar extinction) の効果が小さくなるため、銀河系の星間空間の奥深くまで透けて見通すことができるということです。星間空間に存在する固体微粒子＝星間ダストによる散乱・吸収の波長依存性が、ほぼ λ^{-2} に比例しているためで、従って例えば、K-バンド ($2.2\mu\text{m}$) では、可視光のV-バンド ($0.55\mu\text{m}$) の場合の10分の1以下の減衰 (extinction) の量になることになって、それだけ遠くの天体が観測可能になってくるわけです。

1つの典型的な例は銀河中心部です。可視のバンドでの星間減光率は30等級分つまり、 10^6 分の1の減光に相当する値をもっていますが、 $2.2\mu\text{m}$ では2.5等級、つまり約10分の1の減光にしかならないわけです。ですから銀河の中心領域の極めて特異な天体物理的な状況を調べる手段として、まず近赤外による測光観測の方法が使われてきました。最初にBecklin and Neugebauer¹³⁾が銀河中心部の赤外線源を見つけて以来、非常に高い星の空間密度と（中心の数pc（パーセク）以内に $10^7 M_{\odot}$ （太陽質量単位）分に相当する星が集中）、激しい電離ガスの運動（ $200\text{km} \cdot \text{sec}^{-1}$ 程度の回転速度や膨脹速度）を示すことが観測的に明らかになってきました。

更に中心部の星間ダストによる強い吸収や遠赤外輻射の様相など、種々の特異な現象が主に赤外観測の色々な手段によって解明されつつあります。最近はその観測を総合して、銀河中心部に $10^6 M_{\odot}$ 程度のブラックホールがある可能性も示唆されています。やはり高分解能の分光観測による運動学的な情報が、これからより本質にせまるための役割を果すことになりそうです。

一方、赤外域で星間吸収が小さくなるという特長を利した銀河深部のサーベイ観測も、我々の属している銀河系の構造とその進化の様子を知る重要な手がかりを与えてくれます。銀河の中心は星の大集団で、特別に強い赤外線源でしたが、比較的低温度の巨星とか超巨星と呼ばれる個々の星も、現在の観測レベルで、星間吸収の効果を考慮したとしても、銀河系全体の半分の距離くらいまでは十分測定にかかってきます。私達の研究室でも、幾つかの波長バンドの同時測光観測装置により、銀河円板 (galactic disk) と呼ばれている星の系の系統的な探索を行って、そのような銀河系内部までの星の分布の様子を調べています。それにより、銀河内部に特殊な星の生成のエポックを経過したと思われる銀河の腕状（アーム）構造が示唆されています。銀河の中のグローバルな星の生成は、何らかの引き金効果により比較的短期間にアーム状領域全体が連鎖反応的に活発化するのであると考えられていますが、そのようなプロセスの1つの証拠になるかも知れません。

2) 分光観測

天体の赤外線の分光観測は、最も単純な構造のものとして、CVF (Circular variable filter) と称する可変波長型の狭帯域干渉フィルタによるものが最初使われていましたが、最近では各種の高度な分光の技術が取り入れられて、波長分解能も、例えばヘテロダイン検出法の分光では、 10^6 以上の観測も行われつつあります。

i) CVF 分光器

OCLI社の開発したCVFは、赤外線天体分光観測に手軽に応用できる便利な分光器です。要

するに狭帯域干渉フィルタのチューニング波長が円板の円周上に沿って約1オクターブの範囲で変化していくというもので、多層コーティングの特性をうまく連続的にコントロールして作られています。波長分解能は最大でも100で、高分解能ではないけれども多くの天体赤外線源の観測に応用され赤外線天文学に大きな貢献をしてきたといえます。特に近赤外から中間赤外にかけて天体の輻射スペクトルにみられる固体粒子の存在と、その組成について多くの情報を提供しています。

Fig. 9. Spectrophotometric data of the BN infrared source taken by CVF observations.¹⁴⁾

Fig. 9に前節で紹介したBN天体のCVFによるスペクトルを示します。¹⁴⁾ 全体的には約600Kの黒体輻射に近い形をしています。3.1 μ mと9.7 μ mに深い吸収の谷をもっているのが特徴です。これらはそれぞれH₂Oの氷粒子と、ケイ酸塩鉱物の粒子によるものとされています。固体粒子の示すスペクトルの特徴には、このように広い吸収バンドしか現われないので、CVFで十分なわけです。

CVFは原子や分子、イオン等のガスの輝線スペクトルの観測にも非常に役立っています。惑星状星雲と呼ばれている電離ガス雲の複雑なスペクトルの様子が調べられています。Fig. 10はNGC 7027の番号で呼ばれる惑星状星雲で、未同定のライン、又はバンド・スペクトルも含まれていますが、ガスの組成や温度等の物理状態を示す多くの特徴が見られます。¹⁵⁾

ii) グレーティング分光器

実験室用の赤外線分光器は多くがグレーティング型ですが、天体観測用にはあまり使われなようです。特に近赤外から中間赤外領域ではグレーティングを使った観測の例はなく、せい

Fig. 10. CVF Spectrum of a planetary nebula NGC 7027.¹⁵⁾

ぜいファブリ・ペロ干渉分光器のプレオプティクスに使用されている位です。¹⁶⁾ プレオプティクスと言っても、目的は、約300Kの大気や装置のバックグラウンド輻射成分を波長的になるべく制限することにあるので、実際には検出器の直前で、液体ヘリウム等の冷媒で冷やした状態に置かれます (Fig. 12参照)。言わば、チューナブルな狭帯域コールド・フィルタの役目をするわけです。

一方遠赤外領域では、グレーティング分光器自身による天体の分光観測が行われています。Fig. 11が1つの例です。¹⁷⁾ この場合の分解能は120~150程度と報告されており、近赤外・中間赤外のCVF分光器と同程度のスペクトルが得られることになります。分解能はこのように小さいですが、CVFの場合と同様、オリオン星雲中の電離領域におけるカーボン・イオンの微細構造ラインの強度を測定するというような、連続スペクトルに限らないで、ラインの同定のような発見的な仕事に使われています。¹⁸⁾

現在、日本で赤外線天文学に携わっている者で組織的に計画を進めつつある、スペースシャトル搭載の赤外線望遠鏡 (IRTS) では、近赤外・中間赤外の分光をCVFで、遠赤外の分光を

Fig. 11. A grating spectrometer for far-infrared astronomical observation.¹⁷⁾

グレーティングで行うことになっています。この宇宙観測装置は、1986年頃にフライトを行って、我々の銀河系の構造を調べること、比較的近くの系外銀河の構造を調べること、それに宇宙の初期の情報をもっている赤外域のcosmic lightの観測を行うこと等を目的としています。従って口径は25cm程度と比較的小さいわけですが、低表面輝度の輻射成分まで測定できることを特徴としています。その意味で、他のシャトル搭載の大型観測器とは相補的観測対象が選ばれています。

iii) ファブリペロ干渉分光器

天体の観測で、空間的に拡がりのある赤外線
輻射源の分光を高い波長分解能で行いたいこと
が多いわけですが、そのような観測では、いわ

ゆる *étendu* と呼ばれる量 (面積×開口角 = $S\Omega$) の大きな分光系が必要とされます。ファブリペロはそのような目的に最適の赤外分光器になります。特に地上観測のように、大気や装置自体からの強いバックグラウンド輻射の中で天体の弱い光源の分光を行う場合、ファブリペロのように狭いバンド巾の光成分だけが検出器に導びかれるタイプの分光器を十分に冷却できるとすると、前節で述べた宇宙観測仕様の検出器の性能を地上観測でも発揮できるので、メリットが大きいわけです。

ファブリペロ分光器というのは、2つの平行な高反射率の面を相対して一種の共鳴箱の役目をさせて波長選択が行われますが、2つの面の間隔をわずかに変化させて、目的とするラインのプロファイルを波長スキャンする観測が可能です。しかし、分解能が高ければそれだけ、平行度に対する要請が非常に厳しくなるため、その部分を冷却した状態で動作させることは容易ではありません。そこで一般に、もう少し粗い狭帯域のバンドパス・フィルタのような役目をするファブリペロを冷却部分に置いたり、グレーティングを冷やしてコールド・フィルタのかわりに使ったりします。Fig. 12とFig. 13は、そのような2つのファブリペロ分光器の光学配

Fig. 12. Optical layout of the cooled Fabry-Perot-grating spectrometer.¹⁶⁾

Fig. 13. Tandem Fabry-Perot spectrometer for the $100\mu\text{m}$ region.¹⁹⁾

置図です。Fig. 12には波長 $5\sim 15\mu\text{m}$ の領域で使うことを目的にした、冷却グレーティング（液体ヘリウム温度にまで冷されている）を使ったものです。このタイプのもので、 $12.8\mu\text{m}$ のネオン・イオンのライン分光観測を行って、銀河中心部における電離ガスのダイナミクスから、中心の 1pc 以内のコア質量として $4\times 10^6 M_{\odot}$ を導びいています。²⁰⁾ このことが、銀河の中心には極めて奇妙な何か（例えばブラックホールのようなもの）が存在しているのではないかと、という疑いがもたれるもとになっているわけです。

Fig. 13 はタンデム・ファブリペロの例で、波長 $100\mu\text{m}$ 前後の分光用に開発され、星間のイオン（O III $52\mu\text{m}$, $88\mu\text{m}$; N III $57\mu\text{m}$ 等）や分子（HD $112\mu\text{m}$; CO $120\mu\text{m}$ ）の検出を目標として、ジェット機搭載の望遠鏡（Kuiper Airborne Observatory）を使った観測が行われています。²¹⁾

iv) フーリエ分光器

フーリエ変換型の分光器は、よく知られているマルチプレックス・ゲインと呼ばれる利点があり、広い波長範囲をカバーする分光では、入射するエネルギーを効率よく利用できるということになっています。しかし地上赤外観測では、検出器をできる限り低バックグラウンドの条件下で使わなければならないという要請と矛盾するので、そのような利点を生かすににくいという面はあります。とはいえ、これまでフーリエ分光器は、近赤外から遠赤外まで色々なタイプのもので製作され実際の天体観測に利用され、成果を上げています。

地上観測での強い大気バックグラウンド輻射に帰因する不規則な変動成分の影響を極力減らすために、デュアル・ビーム方式でしかもラピッド・スキャンを行う方法がよく用いられます。Fig. 14は、Larson and Fink²²⁾ が地上望遠鏡につけて近赤外分光観測を行うために製作した

Fig. 14. Dual beam Fourier transform spectrometer for near-infrared astronomical observation.²²⁾

分光器のレイアウトです。2つの別々の冷却検出器で取出される2つのインターフェログラムを重ね合わせるにより、位相が反対になっていく共通のバックグラウンド成分はキャンセルされ、天体輻射源のみのインターフェログラムが得られるわけです。Fig. 15もほぼ同じ技術を使ったデュアル・ビームのフーリエ分光器で、バックグラウンド輻射の更に強い $10\mu\text{m}$ 領域で使われます。光路差長はどちらも5cm位にとっており、分解能は 0.1cm^{-1} が得られています。

実際の観測例として、Gautier達²⁴⁾のフーリエ分光観測で発見された水素分子の振動・回転

Fig. 15.

遷移線は、天体物理的な意味の非常に大きなものでした。水素分子は星間空間に多量に存在する成分であるにもかかわらず、 $28\mu\text{m}$ 以下の純回転遷移が禁制されており、直接検出することが難しいのです。Gautier達はオリオン星雲中で幾つかの振動・回転遷移を見つけ、その後の観測も含め、原始星生成領域の複雑なダイナミックスが明らかになる契機をつくったわけです。

Fig. 14. Schematic beam channeling diagram of GIRL-interferometer.²⁵⁾

フーリエ分光器は、同時に広い波長域を高い分解能で測定できる大きなメリットをもつ分光器なので、望遠鏡も含めて装置自身からの輻射を事実上ゼロにすることのできる宇宙観測において最大限の力を発揮できます。前述の我々の IRTS と相乗りでスペースシャトルに搭載される予定のドイツの赤外線望遠鏡 GIRL (German Infrared Laboratory) ではそのような冷却フーリエ分光器が使われることになっています。Fig. 16はGIRLのフーリエ分光器の光学的レイアウトです。この分光器は液体ヘリウム温度下で使われ、可動ミラーの位置読取りには $5\mu\text{m}$ の発振周波数をもつダイオード・レーザーが用いられています。これによりストローク 10cm を $0.04\mu\text{m}$ の精度で位置が測られます。

4. コヒーレント検出法の応用

最後にレーザー技術の赤外線天文学への応用の例として、ヘテロダイン検出法と、アップコンバージョンの例について簡単に記しておきたいと思います。これらの方法を天体観測に用いる場合の検出器のパラメータを、最小検出可能フラックスの関係について、Abbas 達が詳しくレビューしています。^{26), 27)}

ヘテロダイン検出法というのは、Fig. 17のようにローカル発振器からのコヒーレントな光束と天体からの赤外線を一緒にして、ミキサでそれらの2つの波の差周波数、即ちビート信号を

Fig. 17. Concept of heterodyne detection.

検出するもので、その後の処理は通常のマイクロ波の検出法と同じです。原理的には、ローカル発振器であるレーザーの出力が十分大きくて、測るべき源のショット・ノイズのみが主なノイズ源であるような場合、感度はフォトン・カウンティングと同等になるはずですが、実際にはレーザーの出力が十分大きくとれなかったり、検出器自体のノイズが効くので、理想的なシステムよりもまだ30~100倍低い感度の状態でしか使われていないようです。²⁶⁾

Betz 達は、アメリカ KPNO 天文台の 1.5m 太陽望遠鏡に、Fig. 18のようなヘテロダイン分光器をつけて、幾つかの赤外線星の $10.6\mu\text{m}$ アンモニア吸収線の観測をしています。^{28), 29)} ローカル発振器は $10.6\mu\text{m}$ 炭酸ガスレーザーで、ミキサには HgCdTe が使われています。分解能は 10^6 以上、すなわち吸収線のドップラ速度の分解能では 0.2kms^{-1} が実現されています。

Fig. 18.

Fig. 19. The aR (0,0) line of NH_3 in IRC +10216.²⁸⁾

遠赤外、又はサブミリ波領域でもヘテロダイナ検出法による天体観測の試みが進められつつあります。地上観測としては、ハワイのマウナケア山のイギリス 3.8m 赤外線望遠鏡で $870\mu\text{m}$ の CO 輝線の観測が始められていますが、大気の吸収が強く地上では観測のできない更に短波長帯における測定も、KAO と呼ばれているジェット機搭載の赤外線望遠鏡を使って行われています。Phillips 達は、クライストロンをローカル発振器に、ダイオード・ハーモニックてい倍器をつけて、 $650\mu\text{m}$ の CO 輝線、 $790\mu\text{m}$ の H_2O 輝線を測っています。³⁰⁾ ミキサは InSb ホットエレクトロン型素子が使われています。 H_2O 分子の存在は、レーザー輝線の電波観測でわかっていたが、密度を推定することはできないので、普通の熱的輻射強度を測定することが重要でした。彼等の観測から、予想以上に H_2O 分子の空間密度の高いことがわかり、近赤外における水素分子輝線の発見と同様、星間空間の天体物理に大きなインパクトを与える観測だったわけです。

Fig. 20. H_2O ($4_{14}-3_{21}$) in the direction of BNKL.³⁰⁾

アップコンバージョンを天体観測に初めて応用したのは、Gurski 達です。³¹⁾ Nd:YAG レーザーのパルス動作で $3.2\sim 5.0\mu\text{m}$ の赤外線を利用した LiI の結晶を使ってアップコンバートして、月や金星、 α Ori 等を測っています。量子変換効率は 10^{-3} 位と報告されています。

Smith は Ar レーザーを使い、 LiNbO_3 結晶を非線型素子にして $3\mu\text{m}$ 前後の比較的高分解能の分光観測を行っています。³²⁾ 変換効率は 10^{-4} とかなり低いので α Ori で Fig. 21 のような粗い

Fig. 21. α Ori spectrum taken by the upconversion spectrometer (Smith³²⁾).

大気による吸収の特徴が見える程度です。検出器としてのNEPは $10^{-13} \text{ W Hz}^{-1/2}$ に相当する程度ようです。

Boyd and Townesは $10 \mu\text{m}$ のサーマル・イメージを得ることのできるアップコンバージョンのシステムを作っています³⁾ Fig. 22に示すように、クリプトン・レーザーと $10 \mu\text{m}$ の輻射をプルスタイト (proustite) 結晶に導いて、 $10 \mu\text{m}$ 輻射線の像をイメージ・インテンシファイアで撮るといものです。この場合の変換効率は 2×10^{-7} と報告されていますが、 1.5 m

Fig. 22

の望遠鏡を使って15分間の露出で赤外線星 VY CMa の $10 \mu\text{m}$ イメージが何とかとれるとされています。前節で述べたように、検出器自身の感度は最近非常に高くなっているのです、むしろこの最後の例のように、イメージングを行うという面でアップコンバージョン技術のメリットが大きいと考えられます。

参 考 文 献

- 1) D. Long, 1977, in *Optical and Infrared Detectors*, Springer-Verlag.
- 2) 植田: 日経エレクトロニクス, 2月21日号 (1977) p. 94.
- 3) F. C. Gillett, E. L. Dereniak, and R. R. Joyce, *Optical Engineering*, **16** (1977) 544.
- 4) D. N. B. Hall, R. S. Aikens, R. R. Joyce and T. W. McCurnin, *Appl. Opt.* **14** (1975) 450.
- 5) NASA Contract Report, CR-151-941, CR-152-014 (1976)
- 6) 天体観測用受光器・画像処理研究会集録, (1980)
- 7) *Infrared Receivers for Low Background Astronomy*, NASA TM78598 (1979)
- 8) E. E. Haller, M. R. Hueschen and P. L. Richards, *Appl. Phys. Lett.* **34** (1979) 495.
- 9) R. W. Russell, G. Melnick, G. E. Gull and M. Harwit, *Ap. J. (Lett.)*, **240** (1980) L 99.
- 10) C. Johnson, F. J. Low and A. W. Davidson, *Proc. SPIE.* **172** (1979) 178.
- 11) E. T. Young and F. J. Jow, *Proc. SPIE*, **172** (1979) 184.
- 12) D. E. Kleinmann and F. J. Low, *Ap. J. (Lett.)*, **149** (1967) L 1.
- 13) E. E. Becklin and G. Neugebauer, *Ap. J.* **151** (1968) 145.
- 14) R. W. Russell, B. T. Soifer and R. C. Puetter *Astr. Ap.*, **54** (1977) 959.
- 15) R. W. Russell, B. T. Soifer and S. P. Willner *Ap. J. (Lett.)*, **217** (1977) L 149.
- 16) J. H. Lacy, Ph. D. thesis, University of California at Berkeley (1979)
- 17) J. R. Houck and D. Ward, *P. A. S. P.* **91** (1979) 140.
- 18) G. Melnick, G. E. Gull and M. Harwit, *Ap. J. (Lett.)*, **227** (1979) L 29.
- 19) J. W. V. Storey, D. M. Watson and C. H. Townes, *Int. J. Infrared and Millimeter Waves*, **1** (1980) 15.
- 20) E. R. Wollman, T. R. Geballe, J. H. Lacy, and C. H. Townes, *Ap. J. (Lett.)*, **218** (1977) L 103.
- 21) D. M. Watson, J. W. V. Storey, C. H. Townes, E. E. Haller and W. L. Hansen, *Ap. J. (Lett.)*, **239** (1980) L 129.
- 22) H. P. Larson and U. Fink, *Appl. Opt.* **14** (1975) 2085.
- 23) R. I. Thompson and M. A. Reed, *P. A. S. P.* **87** (1975) 929.
- 24) T. N. Gautier III, U. Fink, R. R. Treffers, and H. P. Larson, *Ap. J. (Lett.)*, **207** (1976) L 129.
- 25) P. Essenwanger, MPI-PAE/Extraterr. No. 161 (1980)
- 26) M. M. Abbas, M. J. Mumma, T. Kostiuik and D. Buhl, *Appl. Opt.* **15** (1976) 427.
- 27) M. M. Abbas, T. Kostiuik and K. W. Ogilvie, *Appl. Opt.* **15** (1976) 961.
- 28) A. L. Betz, R. A. McLaren and D. L. Spears, *Ap. J. (Lett.)*, **229** (1979) L 97.
- 29) R. A. McLaren and A. L. Betz, *Ap. J. (Lett.)*, **240** (1980) L 159.
- 30) T. G. Phillips, J. Kwan and P. J. Higgins, in *Proc. IAU Symp. No. 87, Interstellar Molecules*, (1980) p. 21.
- 31) R. T. Gurski, H. W. Epps, and S. P. Maran, *Nature*, **249** (1974) 638.
- 32) H. A. Smith, Ph. D. thesis, University of California at Berkeley (1976).
- 33) R. W. Boyd and C. H. Townes, *Appt. Phys. Lett.* **31** (1977) 440.