

第2章 SPICAの目指す科学

この章のまとめ

我々の宇宙は約 137 億年前にビッグバンで生まれた。その後の宇宙の進化の歴史の中で、現在の我々の世界を構成している各種の天体が誕生、進化してきたと考えられている。

しかし、それらの天体が「いつ」「どのように」誕生、進化してきたのかは、未だによくわかっていない。SPICA は、

1. 銀河の誕生と進化
2. 星と惑星系の誕生と進化
3. 物質の進化

の研究を通して、「宇宙史の解明」という大きな課題に挑む。

2.1 ビッグバンから生命まで：宇宙史の解明にむけて

我々の宇宙は約 137 億年前にビッグバンで生まれた。その直後の、ある意味で単純/一様な状態と比較すると、現在の宇宙は極めて複雑/多様である。宇宙は、その構成要素のサイズは素粒子レベルから大規模構造にまで多岐にわたり、銀河その他の複雑な天体が存在し、知的生命体を構成要素として含むに至っている。しかし、この単純/一様から複雑/多様への進化が、いつ、どのように起きたのか、その多くは现阶段では解かっていない。以降に述べるように、SPICA で遂行することを目指している課題の多くは、その圧倒的な観測能力によって、宇宙における各種の天体/構造の誕生と進化を直接の対象とする。いわば SPICA は、宇宙における天体の誕生と進化(宇宙史)を解明するためのプロジェクトなのである。

2.1.1 中間、遠赤外線観測の重要性

中間・遠赤外線(波長約 $5\ \mu\text{m}$ から約 $200\ \mu\text{m}$)で宇宙を観測することは、宇宙史を解明するうえで、本質的に重要である。

波長 $5\text{-}200\ \mu\text{m}$ の中間、遠赤外線領域は、重要な情報に富む極めて重要な波長領域である。銀河の様々な進化の過程において放出されるエネルギーのピークの領域をカバーしている。星・銀河などの天体からの光のエネルギーの約半分は星間物質に吸収され、遠・中間赤外線波長で再放射されており、その理解なくしては宇宙の片面しか見てないことになる(図 2.1、図 2.2)。

この波長領域は、また、この領域には、様々な電離状態、励起状態(密度、温度)から放射される原子やイオンの微細構造線が含まれている。さらに、中間、遠赤外線波長域は、可視光線や紫外線領域とは異なり、塵による extinction の影響を受けにくい。これらにより、星形成活動と AGN 活動の両者の状況を、近傍宇宙でも、high-z 宇宙でも、塵の影響を受けることなく調べることが

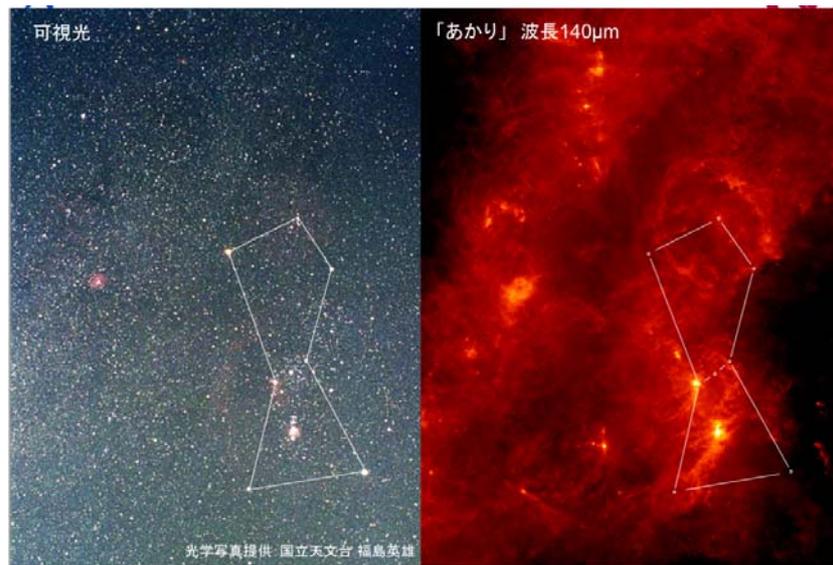


図 2.1: (左) 可視光で見たオリオン座と、(右) 遠赤外線で見えたオリオン座の比較 (「あかり」による。(c) JAXA)。遠赤外線では、可視光線を吸収していた星間物質 (ダスト) が観測可能となる。これにより、星生成領域の分布が明確に描き出されている。

できる。さらに、この波長域には、PAH やシリケートなどの極めて顕著な feature も含まれている。また、この波長域には、CO、 H_2O 、OH などの分子のスペクトル線も含まれており、これらは AGN の分子トラス、衝撃波領域、星の外層大気、アウトフロー領域、そして原始星の高密度コアなどに存在する暖かな分子ガスをトレースすることになる。

図 2.2 に、中程度のスターバーストを起こしている銀河から放射される SED (Spectral Energy Distribution) を、X 線領域から電波にわたるまでの広い領域にわたって示す。銀河からのエネルギーは、主に 2 つの波長域から放出されていることがわかる。1 つは、星の光そのものを反映する可視光領域であり、もう一つは中間、遠赤外線領域である。中間、遠赤外線領域は、星の光を塵が吸収し、それを再放出しているエネルギーを見ている。銀河に星間物質が豊富になれば、塵によるエネルギーの吸収、再放出が盛んになり、中間、遠赤外線領域の重要性はますます増える。

この波長域に存在する微細構造線や分子のスペクトル線は、星間ガスの重要な coolant となっている。これは、これらのスペクトル線の励起エネルギーが、あまり高すぎないことと、星間ガス内で吸収されず、外部まで放出されることによっている。したがって、これらのスペクトル線が、星間ガスのエネルギー収支を決める上で、極めて重要な役割を果たしている。これらのスペクトル線は、多彩な電離状態、励起状態に対応するため、非常に多彩な星間ガスの物理状態のトレーサとなりえる。例えば、これらのスペクトル線は、その励起の源となる紫外線のエネルギー分布に依存するため、銀河のなかで星形成活動と AGN 活動との区別をつけることができる。また、これらのスペクトル線は、塵に埋もれた領域の観測に威力を発揮し、原始星や星周円盤、晩期型星周りの環境、さらには AGN の中に存在すると信じられている分子トラスの物理状態を解明するのに極めて重要な働きをする。

一方、high- z の宇宙に眼を転ずると、rest frame において可視光線や紫外線で放出されていたエネルギーが、赤方偏移により中間赤外線に移動してくる。これら rest frame での可視光線や紫外線の領域の観測を、現在の中間赤外線領域で行うことにより、星とブラックホールという銀河の 2 大構成要素の誕生という銀河進化の一番最初のフェーズも調べることが可能となる。

また、現在も最もホットな研究対象である系外惑星や褐色矮星などの超低質量天体は、おもに赤外線を放射する低温天体である。

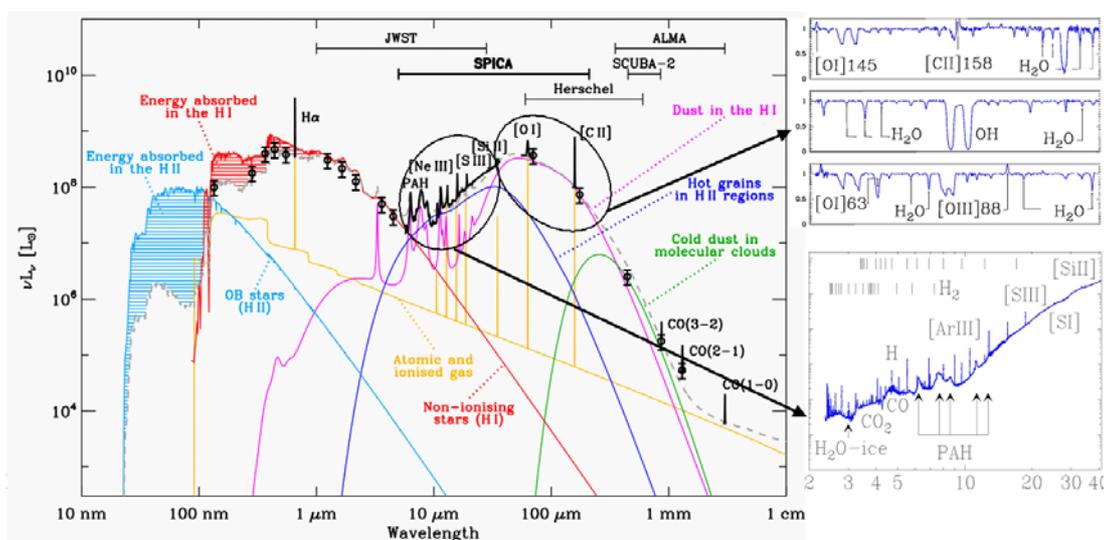


図 2.2: 中程度のスターバーストを起こしている銀河 (例えば我々の銀河) からの広い波長域にわたるエネルギー放射。中間、遠赤外線領域が、いかにスペクトル feature に富んでいるかは、右の ISO のスペクトルをみれば一目瞭然である。

このようにして、近傍宇宙から high- z 宇宙にいたるまでの、惑星、星、銀河の進化に関する総合的な有効な研究は、高感度の中間、遠赤外線観測によって始めて可能になるのである。

2.1.2 SPICA の特長

SPICA は、2010 年代において、世界最高の遠・中間赤外線観測を可能にするミッションである。IRAS、ISO、Spitzer、「あかり」などの、2010 年までの赤外線ミッションの「正当な」後継機である。これら先達ミッションの望遠鏡口径 (従って、解像度) を一挙に 4 倍以上、感度は約 3 桁以上向上させる。さらに SPICA では、太陽系外惑星の直接検出を主目的とした、コロナグラフ観測装置を搭載する。従来とくらべて飛躍的に向上した SPICA の観測性能は、事実上の「まったく新しい窓」とみなすことも可能である。

このような従来に無い卓越した観測性能によって、SPICA は宇宙で最初の天体から惑星に至るまで、さまざまな天体を、その年齢・質量に関わらず観測対象とし、「宇宙史の解明」に迫ることのできる万能型の観測天文台となる。

2.2 SPICA のキーサイエンス

SPICA 望遠鏡は、その単一大口径鏡と最新の検出器を搭載した多彩な装置により、天文学・惑星科学・系外惑星科学のあらゆる分野での活躍が期待される。このサイエンス・セクションでは、研究の背景も含んだ様々な観測の応用例が詳しく示されるが、まず、その中でも、SPICA により、最も進展が期待される 3 つのカテゴリーにおける研究テーマを最初に紹介する。これらは、いわば SPICA 望遠鏡のキーサイエンスというものである。

2.2.1 銀河の誕生と進化

初代天体形成をはぐくむ原始ガスの探査

SPICA は、初代天体（種族 III の星）の形成期の直接的証拠をとらえるポテンシャルを持っている。以下その方法と可能性について説明する。

始原ガスから誕生する種族 III の星とは、銀河ハローで発見された金属欠乏星における金属元素の起源を説明するために仮定された天体である。種族 III の星は高赤方偏移のライマン 吸収線系にの金属元素をも説明するかもしれないし、さらに WMAP によるマイクロ波背景放射ゆらぎの偏光データが示唆するように、 $z \simeq 11$ での宇宙再電離を担う天体なのかもしれない。また、種族 III の星は初期宇宙における銀河形成・進化の理解のために大変重要な天体である。

始原ガスの収縮により初代天体が形成される際には、水素分子の振動・回転準位の励起による輻射冷却が重要となる。Mizusawa et al.(2005) は初代天体の形成を伴う始原ガスの固まりの中で、始原分子 (H_2 、HD、LiH) の化学進化を考察し、同時にそれらからのライン強度を評価した。この結果、SPICA で検出が可能な始原ガスでの星形成率の下限が得られた。SPICA は $z < 7$ であれば、星形成率が $10^{3-4} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ あるならば水素分子輝線を検出できることがわかる。

また水素分子輝線強度が最大となるのは始原ガスの収縮・コア形成期ではなく、原始星への質量降着期であることがわかっており、この場合静止波長 $2-3 \mu\text{m}$ の振動回転遷移線が特に強くなる。宇宙の初代天体の形成が、 $z \sim 20$ で行われたとすると、これらが観測できる波長は中間赤外線であり、SPICA は世界で計画中の次世代大型観測システムの中で、唯一これを観測的に捉えるポテンシャルを持っていることになる。

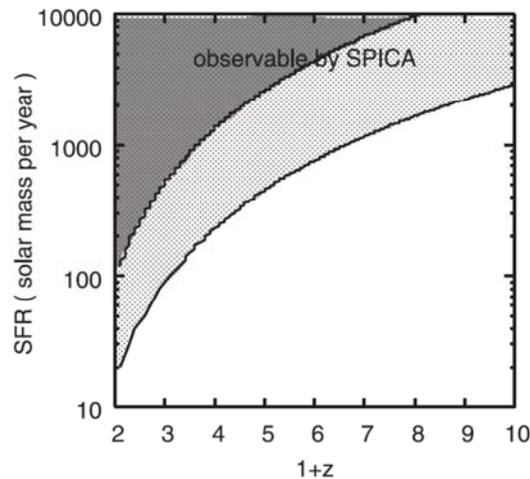


図 2.3: 初代天体の形成をはぐくむ始原ガスからの水素分子輝線の最大強度が、SPICA の検出限界を超えるのに必要な星形成率を赤方偏移の関数として示した（濃い灰色の領域）。

初期宇宙における塵に埋もれた活動的な超巨大ブラックホールの探査

宇宙でもっとも明るい天体クエーサー ($> 10^{12} L_{\odot}$) に匹敵するほどの光度を、ダスト（塵）熱放射として赤外線放射している天体は、超高光度赤外線銀河 (ultraluminous infrared galaxies; ULIRG) と呼ばれ、クエーサー級の強力なエネルギー源がダストの向こう側に隠されて存在していることを意味する (Sanders & Mirabel 1996)。そのダストに隠されたエネルギー源が、星生成に支配されているのか？ あるいは、AGN 活動 (活動的な超巨大ブラックホール) も重要なのか？ を区別する

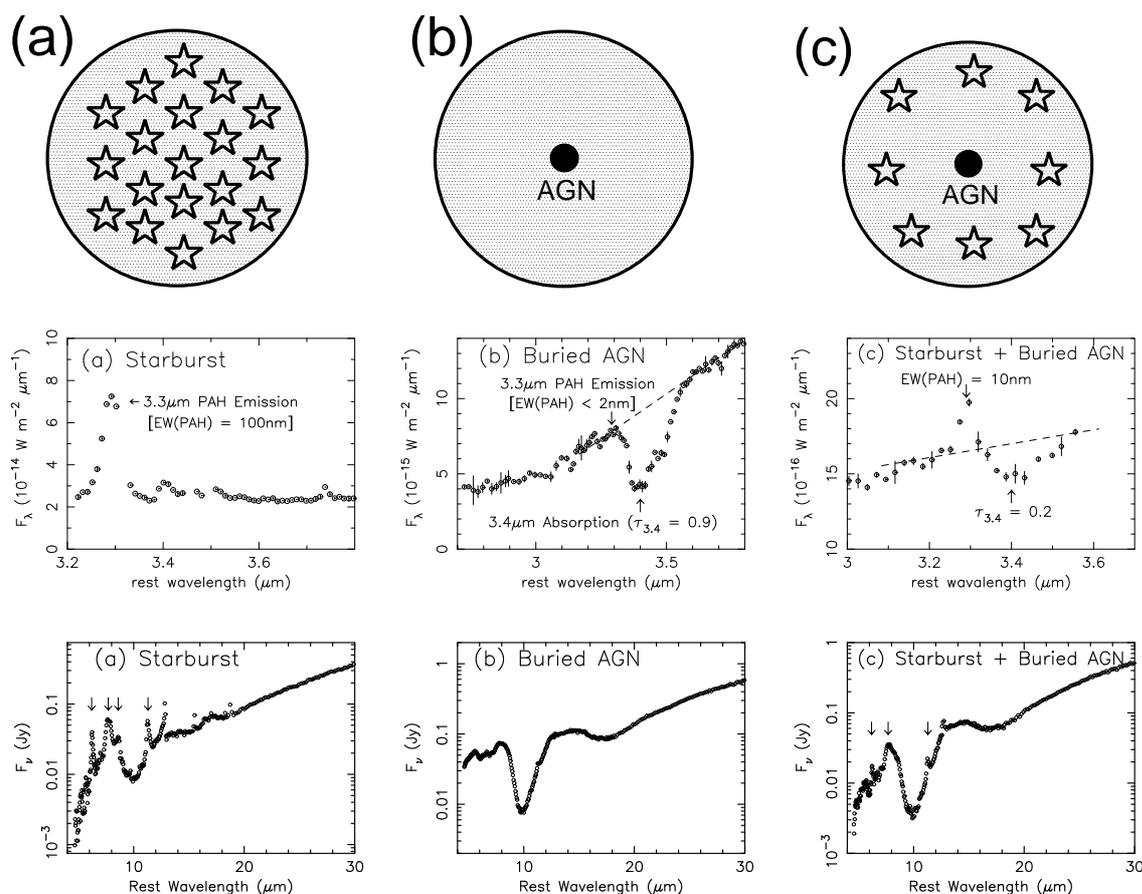


図 2.4: 赤外線の高分散分光スペクトル中に観測される PAH 放射、及び、ダスト吸収フィーチャーを用いたエネルギー源の区別。上: (a): 普通の星生成。エネルギー源である星々とダストは空間的に混在している。(b): 埋もれた AGN。エネルギー源である質量降着している活動的な超巨大ブラックホールは、サイズの小さく、周囲のダストに比べて中心集中している。(c): 星生成と埋もれた AGN が共存する銀河。中央: それぞれのタイプの銀河の、赤外線の波長 $3\text{--}4\mu\text{m}$ の典型的な分光スペクトル (Imanishi & Dudley 2000; Imanishi et al. 2006)。下: それぞれのタイプの銀河の、赤外線の波長 $4\text{--}30\mu\text{m}$ の典型的な分光スペクトル (Imanishi et al. 2007)。

ことは、ULIRG という種族の正体を正しく理解する上で、極めて重要である。

もし明るい AGN が、トーラス状 (ドーナツ状) に分布するダストの向こう側に隠されて存在していれば (Antonucci 1993), トーラスの軸方向に、AGN 放射によって光電離された雲 (いわゆる狭線放射領域; narrow line regions; NLRs) が形成される。この NLR 雲は、トーラスの高さよりも上にあるため、NLR からの放射は、どの方向からも直接見ることができる。可視光線から赤外線にかけての中分散 (波長分解能 $R > 500$) 分光観測で、NLR 雲から放射される禁制線の強度を調べることにより、トーラス状のダストに隠されたこのような AGN は比較的容易に見つけ出すことができる (Veilleux & Osterbrock 1987; Genzel et al. 1998; Armus et al. 2007)。しかしながら、ULIRG の中心核領域には非常に大量のダストが集中して分布しており、存在しているであろう AGN のほとんどは、ほぼすべての方向が、ダストに隠されていると考えられる。このような AGN を埋もれた AGN と呼ぶが、NLR が発達しないため、見つけるのが非常に困難になる。がしかし、そのような埋もれた AGN をきちんと見つけ出し、そのエネルギー的役割を定量的に見積もることが、ULIRG の理解に本質的に重要なのである。実際、宇宙に存在する AGN の重ね合わ

せて説明される宇宙 X 線背景放射のスペクトルの形からは、このような埋もれた AGN が宇宙に大量に存在することが示唆されている (Fabian et al. 2002)。

ダストに埋もれた AGN を研究するためには、ダスト吸収の影響の小さな波長で観測することが必須である。赤外線波長 $3\text{--}30\mu\text{m}$ の低分散 (波長分解能 $R > 50$) 分光スペクトル中に観測される PAH (芳香族炭化水素) 放射とダスト吸収フィーチャーの強さ (図 2.4)、及び、そこから推定されるエネルギー源とダストの空間分布 (図 2.4) に基づく議論は、埋もれた AGN と星生成を区別する目的において、最も強力な手法の一つである。米国の赤外線天文衛星 Spitzer を用い、これらの手法を近傍 (ほとんどが赤方偏移 < 0.2) の ULIRG に適用した結果、かなりの割合で、強力な埋もれた AGN の存在を示すことに成功してきた (Armus et al. 2007; Imanishi et al. 2007)。しかしながら、遠方初期宇宙 (赤方偏移 > 1) の ULIRG に関しては、非常に明るいごく一部を除き、ほとんど理解されていないのが現状である。その最大の理由は、波長が $40\mu\text{m}$ より長波長で、広い波長範囲を、高い感度で分光できる赤外線天文衛星がないからである。赤方偏移が大きくなるほど、宇宙全体の赤外線放射への ULIRG の寄与が増大するため (Le Floch et al. 2005)、遠方 ULIRG の正体を観測的に正しく理解することは、宇宙全体のダストに隠された側での星生成史/超巨大ブラックホールの成長史を解明する上で極めて重要な要素となっている。

口径 3.5m の赤外線天文衛星 SPICA と、広い波長範囲 ($10\text{--}200\mu\text{m}$) を低分散 ($R > 50$) で分光観測できる分光器の組み合わせが、本テーマを近い将来に明らかにできる、実質的に唯一の方法である。本手法のおもな優位性を以下にまとめる。

1. 本手法は低分散の赤外線分光観測のみを必要とするため、高感度が達成される。従って、限られた望遠鏡観測時間で、統計的に意味のある数多くの遠方 ULIRG に適用し、その正体を総合的に理解できるという最大の利点がある。これは本質的に重要な要素であるが、例えば、エネルギーが $10\text{--}100\text{keV}$ の硬 X 線観測といった他の手法では実質的に不可能である。
2. 星生成起源の PAH 放射の等価幅の小さな ULIRG に関しては、観測される連続線光度と、ダスト吸収の光学的厚さから、ダスト吸収補正後の真の AGN の光度を定量的に導出することができる (Imanishi et al. 2006; 2007)。
3. 近傍 (赤方偏移 0.040) の明るい ULIRG である UGC5101 において、強力な埋もれた AGN の存在が、赤外線の低分散分光観測から初めて示唆された (Imanishi et al. 2001) が、その後の X 線観測からも追確認されている (Imanishi et al. 2003)。つまり、赤外線の低分散分光に基づく本手法が、非常に信頼性高いものであることが証明されているのである。

塵に隠された銀河進化のヴェールを剥ぐ

SPICA ミッションの最大の特徴は、中間・遠赤外 ($5\text{--}200\mu\text{m}$ 、可能ならより長波長まで) におけるスペクトル線に対する超高感度検出能力である。この波長域には、銀河内の星間ガスの物理状態を調べるのに有用な微細構造線が多数存在する。中間・遠赤外域のスペクトル線を用いる最大の利点は、短波長のスペクトル線に比べてダストによる減光を受けにくい点である。また図 2.5 (左) は、これらの輝線が放出されるイオンを生成するのに必要な電離エネルギーに対して、スペクトル線励起の臨界ガス密度をプロットしたものである。これらのスペクトル線観測の組み合わせから、(HI 再結合線の強度比から) ダスト減光量、金属度、ガスの励起度/温度・密度、そして星形成率やガスの運動についての情報が得られる。図 2.5 (右) は、様々なタイプの銀河: M82 (スターバースト銀河)、NGC1068 (2 型セイファート + スターバースト)、NGC6240 (スターバースト + 隠された活動的銀河核) が、高赤方偏移 ($z > 1$) においても SPICA が目指している検出限界が達成できれば観測可能なことを示している。

さて、銀河の最も基本的な統計的性質の一つに、質量 - 金属度関係があるが、SPICA によってその進化がとらえられるのではないかと期待がもたれる。質量 - 金属度関係の宇宙の歴史における進化が見えてくれば、宇宙の星形成や金属汚染の歴史がわかることになり大変興味深い。このような研究はこれまでは静止系可視光のスペクトル線で行われてこなかったが、SPICA ではダスト減光の影響を受けない中間・遠赤外微細構造線を観測できるという強力な利点がある。具体的には、ネオンイオンと水素の線強度比を用いる方法が考えられるが、水素とネオンイオンのスペクトル線波長が離れておりダスト減光の影響が異なるなどの問題がある。一方、遠赤外線波長の、酸素・窒素などのスペクトル線を利用する方法であればダスト減光の影響は無視できるので、ぜひ詳細に検討していくべきである (Nagao et al. 2007 in preparation)。

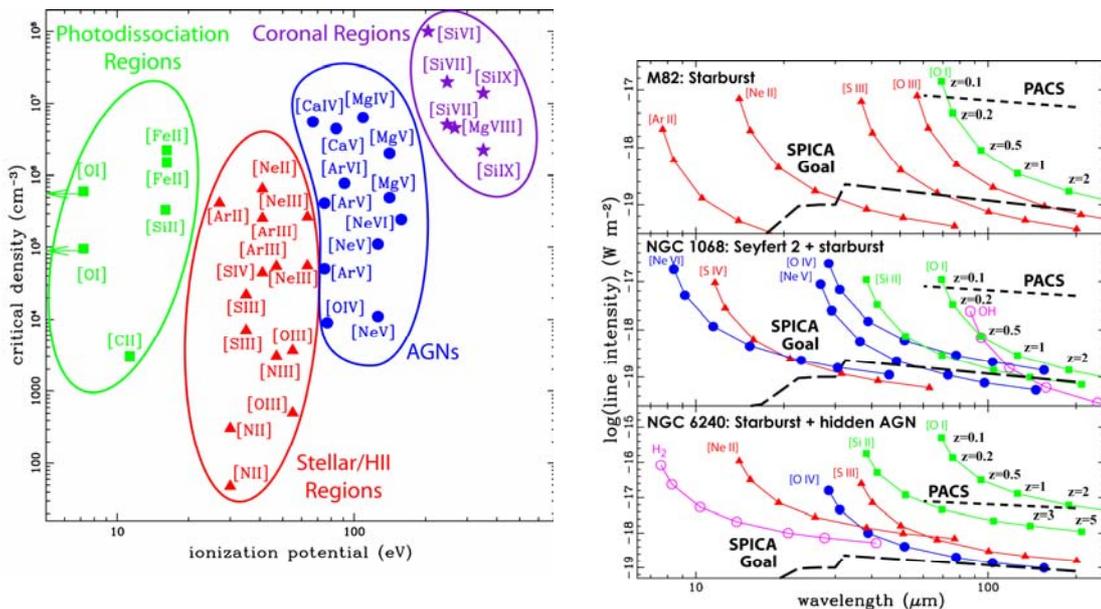


図 2.5: (左) 中間・遠赤外線波長域に存在するイオンからの微細構造線について、イオンを生成するのに必要な電離エネルギーに対してスペクトル線の励起ガス密度のプロット。(右) 様々なタイプの銀河が赤方偏移した時に、銀河からのスペクトル線強度が観測される波長に対してその強度を示した。上段: M82 (スターバースト銀河)、中段: NGC1068 (2 型セイファート + スターバースト)、下段: NGC6240 (スターバースト + 隠された活動的銀河核)。

5–40 μm での多色撮像観測で探る $3 < z < 5$ の星質量選択銀河の統計的性質

SPICA において 5–40 μm での広視野撮像能力 (例えば $F_{0V}=6.6' \times 6.6'$ なら JWST の 20 倍の視野) が確保されれば、遠方宇宙の特に形成途上銀河の統計的性質を調べることが可能になる。 $3 < z < 5$ の時代はこれまで紫外線選択の銀河 (ライマンブレイク銀河とライマン輝線銀河) を通して 8–10m 口径の地上望遠鏡によって詳しく調べられてきた。しかし今後は SPICA によって、静止座標での近赤外の SED の情報を得ることによって、ダスト吸収や最近の星形成率にあまり依存しない、正確な星質量や測光学的赤方偏移を求めることができる。さらには、受動的に進化する銀河と、ダスト吸収の強い爆発的星形成銀河、活動的銀河核が支配的な銀河、など異なる種類の銀河を区別もすることもできよう。それによって、 $3 \lesssim z \lesssim 5$ の赤方偏移範囲において、 10^9 – $10^{10} M_{\odot}$ の深さまでの星質量選択の銀河サンプルを構築することが可能であろう。さらに PAH フィーチャー

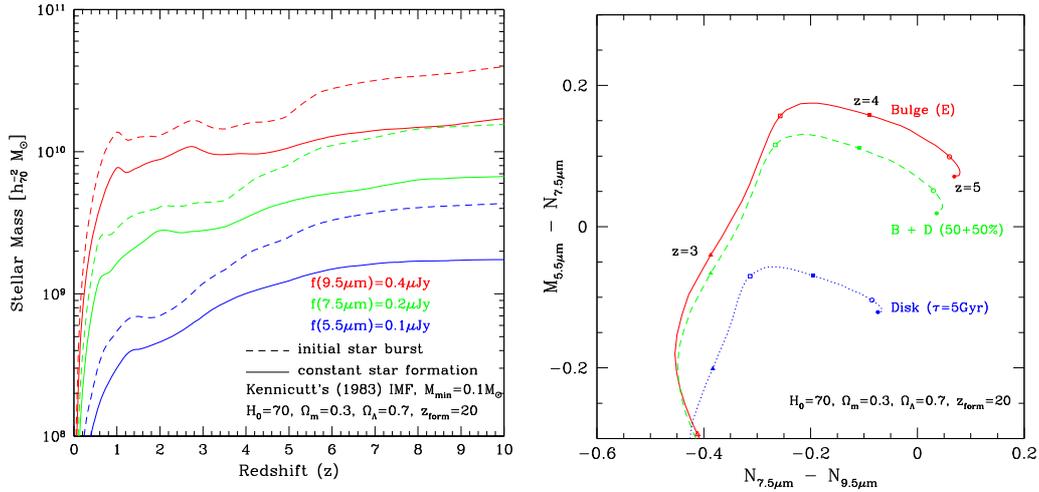


図 2.6: (左): 5.5, 7.5 and 9.5 μm での SPICA の 1 時間積分によって到達する限界星質量を赤方偏移の関数として表したもの (Kodama et al. 1998)。波長と星形成史によるが、典型的には、 $3 < z < 5$ で $10^9\text{--}10^{10} M_{\odot}$ の深さまで到達できる。(右): 5–10 μm での 2 色図。3 つのモデルトラックが表示されており、それぞれ、受動的進化 (実線)、指数関数的に減衰する星形成史 (点線)、その足し合わせ (破線) に対応するモデル。この図から、 $3 < z < 5$ の範囲で、色からかなりの程度まで赤方偏移が推定できることが分かる。

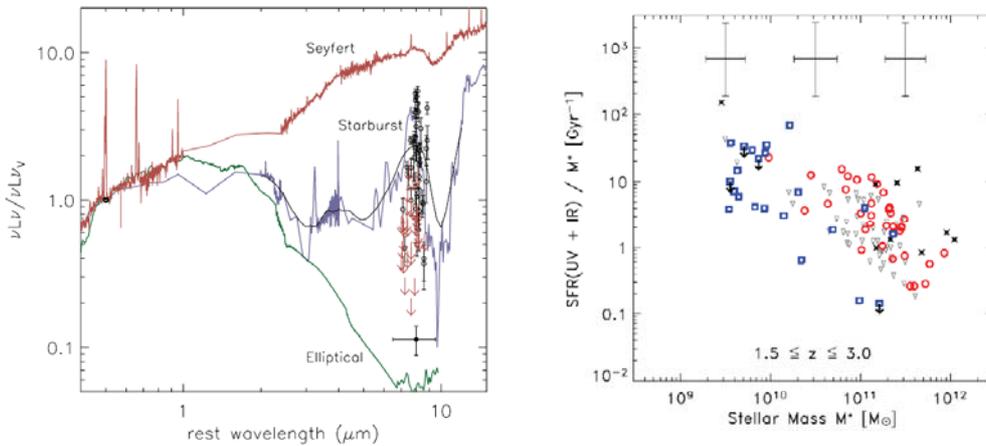


図 2.7: (左): AGN、星形成バースト銀河、楕円銀河の典型的な SED (Webb et al. 2006)。5–40 μm で観測すると、 $3 < z < 5$ では、SED からこれら 3 種の天体をある程度区別することができる。(右): SPICA が描くべき重要な図の例。統計的な大サンプルについて示すことができる。

(静止座標で 7.7 μm あたり) の強度からは、紫外や可視では隠されてダストに隠されて見えないような星形成の活動性を調べることができる。また、高空間分解能 (5 μm で 0.35 $''$) を利用して、不連続な星形成活動に邪魔されることなく、星質量の分布から探る真の銀河形態の情報を遠方銀河について得ることができる。これら遠方銀河の基本的ではあるが不可欠な情報を総合して、銀河形成と進化に纏わる次の 3 つの基本的問題に取り組むことができる。

- 銀河や銀河団の質量集積史 図 2.6 を参照。図 2.6 (左) は SPICA で到達できる限界星質量を示す。図 2.6 (右) は $5\text{--}10\mu\text{m}$ の SED のみを用いて $3 < z < 5$ の銀河の赤方偏移を決定できる可能性を示す。
- ダストに隠された星形成史 図 2.7 を参照。図 2.7 (左) は典型的な 3 種類の銀河 (AGN、スターバースト、楕円銀河) の静止座標での SED を示し、それらの区別が可能であることを示唆している。PAH フィーチャーの強度から得られる星形成率と、近赤外の連続光から得られる星質量の情報とから、図 2.7 (右) のような銀河の進化段階を定量化する極めて重要な図を、統計的な大きなサンプルに対して得ることができる。
- 銀河形態の発見 SPICA の大口径による高空間分解能により、遠方銀河の形態を精査する。

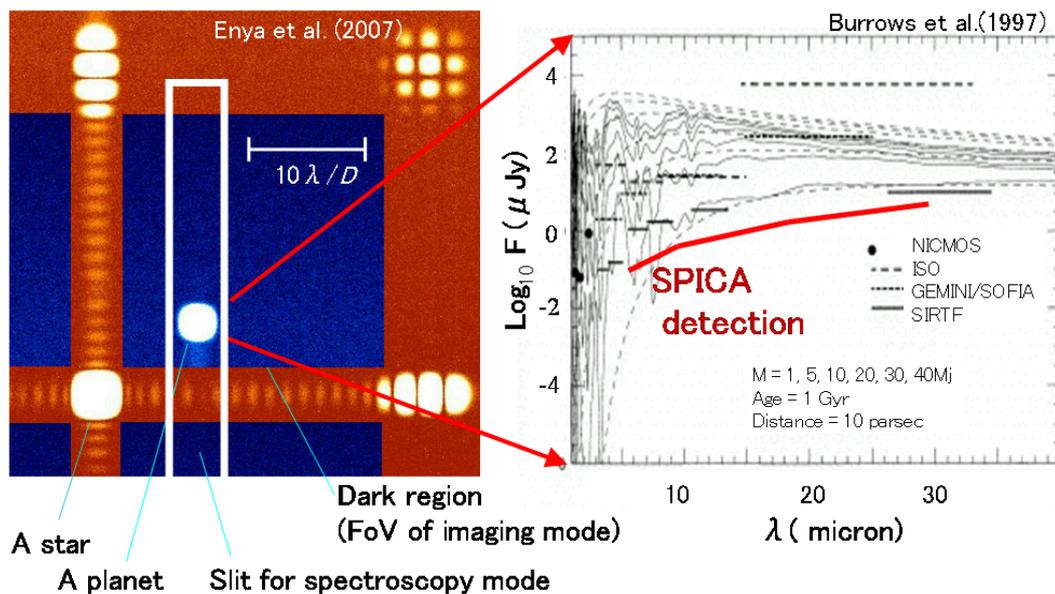


図 2.8: クリーンな瞳をもつ SPICA 望遠鏡とコロナグラフによる中間赤外域での観測によって、初めての太陽系外惑星の系統的な直接観測を狙う。左: 室内実験によるコロナグラフ画像。右: 系外惑星のスペクトル (計算値)。

2.2.2 星、惑星系の誕生と進化

系外惑星系と残骸円盤

太陽系の内外における惑星系と残骸円盤の観測は SPICA の最も重要な観測対象となる。まず、SPICA の中間赤外線コロナグラフ観測装置を用いて、太陽系外惑星の直接観測に挑む。必要な観測波長域は $3.5\text{--}27\mu\text{m}$ で、波長分解能は 200 程度である。SPICA の単一鏡 (JWST はセグメント鏡) によるクリーンな瞳を活かし、赤外線波長において 6 桁以上の高コントラスト・コロナグラフを実現することで、JWST よりもコンプリートな系外惑星検出、さらには、惑星大気分光を行い、冷めた木星型惑星 (年齢約 50 億年、すなわち太陽系の木星程度) までの近傍の恒星を観測対象とする。コロナグラフが要求する観測波長域は、SPICA ミッションにおける観測波長域の短波長側を決めるという意味でも重要である。

また、既知の惑星によるトランジットを起こす恒星を、惑星軌道の位相に応じて分光する。特に、惑星が前面にあるときとそれ以外の位相におけるスペクトルの差は、惑星大気の情報を表し

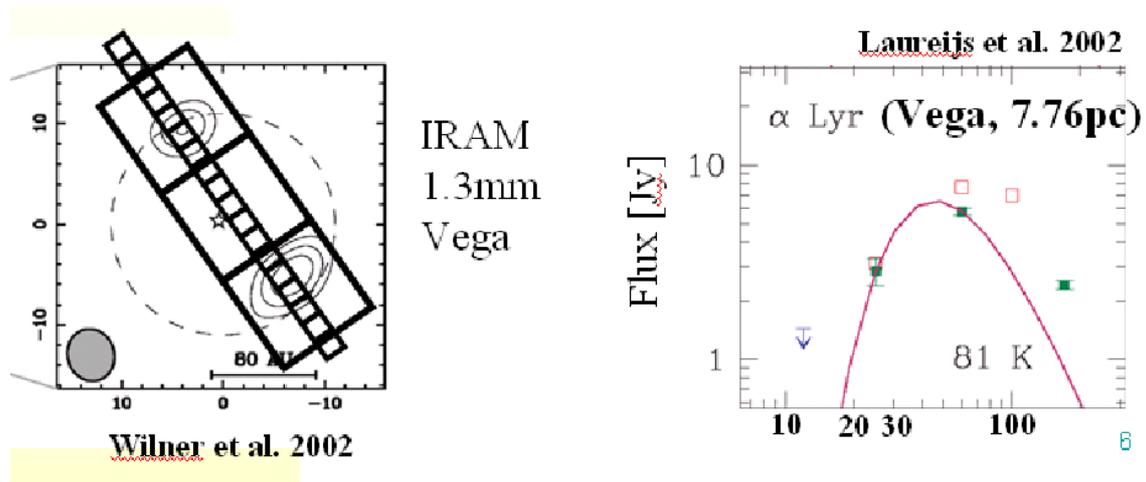


図 2.9: Vega の IRAM 1.3 mm 画像に SST(口径 85 cm) と SPICA の分解能をくらべたもの。SPICA の大口径により、雪線の空間分解が期待できる。

ており、空間的に分解せずとも、系外惑星の大気分析を 5-200 μm 域で行うことができる。これにより、系外惑星の重要な物理的性質（半径、密度、大気組成、温度分布・大気循環等）を多数の系外惑星に対して求める。

さらに、太陽系内天体を観測して、原始太陽系星雲から現在の太陽系までの進化過程の包括的理解、および系外惑星系との比較という点で、個々の太陽系天体を調べるだけでなく、惑星、小惑星、彗星、太陽系外縁天体 (TNOs) などの氷天体、惑星間塵の起源と進化を関連づけ、総体としての太陽系を考える必要がある。Deep Impact、STARDUST、はやぶさ、などのミッションにより、少数の彗星や小惑星での有機物・結晶質鉱物・氷の組成に関して精密な測定が進んだ。これらを彗星・小惑星全体の描像と結びつけて捉えたい。また準惑星 (dwarf planets) という新しい太陽系天体のカテゴリーが生まれ、太陽系外縁部の TNOs への興味が高まっている現在、氷天体としての彗星・TNOs の包括的な理解も重要である。

主系列星の残骸円盤放射は、我々の太陽系の黄道光やエッジワース・カイパーベルト天体 (EKBOs) 起源のダスト雲からの熱放射に対応する現象である。しかし、これまでに検出されているのは我々の太陽系の対応現象に比べて遙かに明るい現象で、若い主系列星などでの大規模な衝突破壊に起因している可能性が指摘されている。また、残骸円盤放射の構造については、わずかな天体について太陽系の外縁部のスケールのもしか得られていない。SPICA の感度とコロナグラフの能力によって、おそらく定常的なレベルにある我々の太陽系と同程度の残骸円盤を検出し、空間構造を分解することができるようになる。

原始惑星系円盤から太陽系まで

近年、我々の太陽系以外に非常に多様な惑星系が存在することが分ってきた。これらのさまざまな惑星系がどのようにして生まれるのか、ひいては我々の太陽系の存在は偶然なのか・必然なのか、という問いは、我々生命の“起源”に対する究極の疑問のひとつであろう。これを理解するには惑星系の形成現場、すなわち原始惑星系円盤において、惑星の材料であるガスとダストの進化を観測することがもっとも直接的で効果的なアプローチである。特にガスについては、どれほどの時間をかけて惑星や中心星にとりこまれる、もしくは散逸するのかという基本的なことでさえはっきりしていない。中間赤外線から遠赤外線域に高い感度を持つ SPICA は、数 100K に温められた水素分子を含むさまざまなガスからの赤外線輝線を観測することで、円盤ガスの消失の夕

イムスケールを高い精度で決定できると期待される。この情報は、木星型惑星の形成メカニズムを解明する上で極めて有効であるとともに、地球型惑星のサイズ分布の理解にも繋がる。さらに複数の中間赤外線輝線をもちいることで、生命が生まれる可能性の高い円盤内側領域のガスの物理状態とその進化をトレースすることができる。一方、地球型惑星やガス惑星コアの材料であるダスト（固体物質）の観測も重要である。近年の観測により、地球型惑星の主要物質であるシリケートダストの理解は飛躍的に進んでいるが、ガス惑星コアや彗星・EKBO天体などの主要物質である氷の理解は十分になされていない。H₂O氷の44 μm, 62 μmのfeatureを観測できれば、原始惑星系円盤におけるH₂O氷の物理状態を初めて直接的に探ることができる。これにより、分子雲における非晶質H₂O氷から太陽系天体に見られる結晶質H₂O氷に至る、氷物質の進化過程を明らかにできる。また、ごく近傍の天体においては、理論的に予想されている雪線（snow line）の検出にも繋がるであろう。地球型惑星への水の供給と密接に関係する雪線の理解は、生命を育む水惑星の起源を探る重要な手がかりとなるであろう。

2.2.3 物質の進化をたどる

物質の進化：ガス・固体およびその履歴

宇宙の元素の大半は水素とヘリウムであるが、宇宙の多様性を生んでいるのは、それ以外のいわゆる「重元素」である。この「重元素」のまた約半分は（ガスではなく）固体の状態で存在しているが、いったん物質が固体となると、その分光観測は一般には難しくなる。しかし赤外線領域であれば、図2.8に示すように、豊富なスペクトル・フィーチャーを用いて、固体の化学状態を探ることができる。

固体の化学状態は、その物理的な「履歴を反映する」という点で、非常に重要である。例えば「氷」が多く存在していれば、その固体が経験して来た温度環境の上限がわかる。また、固体については、結晶質であるか非晶質であるか、の違いも重要な意味をもつ。たとえば、若い星の周りの円盤や太陽系内の天体におけるシリケートが結晶質の状態で見つかった場合、その固体が結晶化がおこるほどの高温環境を経て来たことを示している。SPICAの分光装置は、このような固体の特長を観測するのに最適である。これまで十分な観測が困難であった「固体」に注目することで、その「履歴」までも明らかにしてしまうことを構想している。

太陽系の始源物質を求めて

太陽系の始源的天体であると見なされている彗星、小惑星は、太陽系の歴史の解明において欠かすことのできない研究題材である。SPICAは、これらの低温温度天体からの熱輻射をとらえ、組成を分光観測する用途にも非常に適している。

SPICAによる太陽系内天体の高感度観測は、惑星探査など資料を直接に調べる学問手法と、天文学的な手法とをつなぐ架け橋でもある。これらの相乗効果によって、太陽系における惑星系の進化、物質の進化の研究が飛躍的に進むことであろう。

2.2.4 予想外の発見

SPICAは、中間、遠赤外線領域において、今までにない感度と空間分解能を達成し、いわば「新しい窓を開く」ミッションである。したがって、今までの研究の延長線上では予想されないような発見を行う可能性は充分にあると思われる。

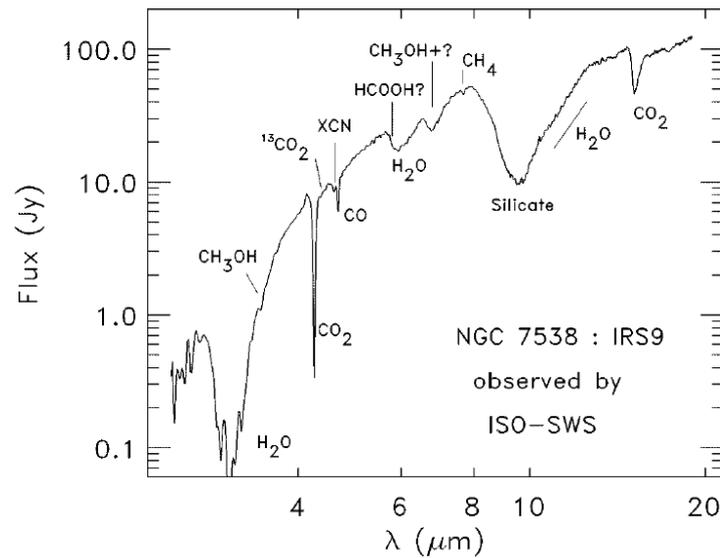


図 2.10: 赤外線領域に存在する数多くの氷の feature (van Dishoeck & Blake 1998)

2.3 銀河の誕生と進化

2.3.1 銀河研究の現状と問題点

昨今、遠方超新星や宇宙背景放射の観測などから、宇宙論パラメーターがかなりの精度（数パーセントの誤差）で決定されるようになり、宇宙という「容れ物」がほぼ確定した。次に重要となるのは、宇宙を実際に形作る三大構成要素、すなわち暗黒物質、バリオンガス、そして銀河（星）が、それぞれどのように宇宙に分布し、どのような進化を遂げて今日の銀河宇宙を形造っているのかという、宇宙の壮大な叙事詩を記述することである。銀河、銀河団の形成・進化は、時系列に以下の3つの特徴的な段階に分けることができよう。

1. 初代天体の形成と宇宙の再電離：

宇宙では最初いつ、どのような天体が生まれたか？ それは宇宙全体にどのような影響を及ぼしたか？

2. 黎明期の銀河：

形成途上の銀河は、どのような内部構造をし、物理状態にあったか？そこでは星形成と帰還作用（フィードバック）はどのように起ったか？銀河形態の初期分離はどのように起ったか？

3. 銀河宇宙の大局的進化：

銀河はその後どのように進化し、大規模構造と、環境に大きく依存した銀河宇宙を形造ったか？特に、銀河銀河団の質量集積、大局的星形成史、銀河形態の変遷はいつどのように起ったか？

宇宙の質量分布の進化（ダークハローの構造形成）は、昨今の標準宇宙モデルである冷たい暗黒物質（コールド・ダークマター；CDM）仮説に従って、高速大容量計算機の格段の進歩により高精度数値実験が行われ、「仮想的な宇宙」の構造形成の様子がかなりの分解能（ $10^{10} M_{\odot}$ ）で描き出されるようになってきた。しかし一方で、各々の暗黒ハローの中でどのようにガスが冷え、星、そして銀河が生まれ、「目に見える銀河宇宙」が形成され進化してきたのかは、理論・観測共に、

依然大きな謎に包まれていると言っても良いであろう。宇宙の構造進化は初期条件さえ与えると、後はほぼ重力のみによって記述されるのに対して、銀河の形成進化には、ガスと星の複合体の熱史にまつわる多くの複雑な物理過程が入り込んでくるからである。従って銀河の形成と進化の過程を明らかにするには、実際の観測によってその現場を目撃し、それによって理論に制限を与えるという現象論的、準経験的な手法が決定的に重要である。従って、技術の進歩と相まって進む運命にあることも自明である。事実、1990年代半ばからのハッブル宇宙望遠鏡(HST)や口径8–10mの地上大望遠鏡の出現により、時代を遡った遠方宇宙観測が飛躍的に進展し、それによって銀河天文学は画期的な発展を遂げてきた。赤方偏移(z)が1(宇宙年齢が3分の1)近辺での銀河特性の詳細な観測(銀河基準平面など)や、赤方偏移が5を越えるような時代(宇宙年齢が10分の1以下)の原始銀河の観測(ライマン・ブレイク銀河(eg., Steidel, Pettini, Hamilton 1995)やライマン・アルファ輝線銀河(eg., Cowie & Hu 1998))などは、まさにその典型である。しかし、我々がこれまでに得た銀河形成進化の情報というのは、非常に断片的かつ偏狭で、壮大な宇宙の氷山の一角を漸く捕え始めたという段階にあると言えるであろう。今我々が直面している観測上の困難は次の4点に集約されよう。

1. 波長限界：

遠い宇宙初期の情報は、赤方偏移が大きいため波長の長い側にある。また、初期の銀河が星間塵に包まれているとすると、遠赤外からサブミリ波帯での塵による再放射エネルギーが卓越する。従って、初代天体や黎明期の銀河の観測には、赤外以降の長い波長での観測が決定的に重要であることは自明である。事実、地上からの可視域での高赤方偏移天体の観測では、見ているのは若い星やガスからの紫外光であり、極短い時間尺度の星形成活動や星間塵による吸収によって支配されている。従って、このような紫外線領域で検出した銀河から得られる遠方銀河宇宙の姿は大きなバイアスを受けている。

2. 視野限界：

可視では大型カメラ(eg., 30分角)が存在するが、赤外ではカメラの視野が非常に限られている(eg., 2–6分角)。従って、遠方銀河宇宙の大規模構造の観測や銀河特性の系統的研究が困難である。

3. 空間分解能限界：

地上では実視シーイング、スペースでは小口径による回折限界によって角分解能が制限され、遠方銀河の1-数kpc以下の構造を分解できない。昨今の補償光学(AO)が期待されるが、視野が著しく制限される。従って、遠方銀河の内部構造、銀河形態の発現、衛星銀河の降着といった高い空間分解能が要求される研究は困難である。

4. 分光限界：

遠方の微光度天体は分光追及観測が著しく困難なため、それらの詳しい物理状態や内部構造(速度場など)が良く分からない。また、銀河内部のダストによる紫外線から可視光線の吸収も、初期銀河の内部構造の研究にとって不適である。

従って、次世代の銀河研究において次期大型宇宙望遠鏡の果たすべき役割は、地上では困難な「赤外線領域」において、「深い限界等級、高い空間分解能、広い視野」のすべてを兼ね備え、ダスト吸収の影響をあまり受けない、高赤方偏移天体の詳細な研究を実現させることである。すでに「あかり」衛星の観測により、他波長では分からなかった銀河内での星形成の歴史が明らかになり始めている(図2.11)。ただし、空間分解能の不足は否めない。SPICAは、スペースから口径3.5mもの望遠鏡による観測で、上記すべての要求を満足できる可能性を秘めている。中でも注目

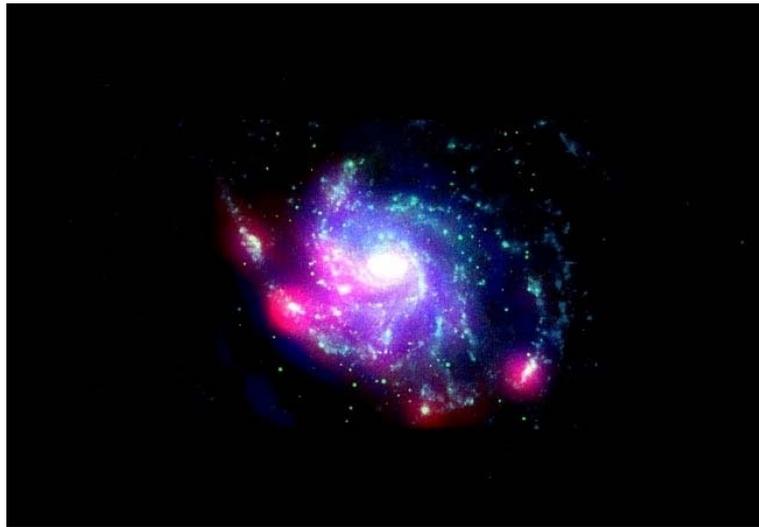


図 2.11: 「あかり」FIS のデータから求めた暖かい塵（赤）と冷たい塵（青）の M101 における分布。さらに可視光（緑：星の分布を表す）および遠紫外線（水色：若い星の分布を表す）の分布をあわせて示す。(Suzuki et al. 2007)

すべきことは、中間赤外・遠赤外線での分光観測により高赤方偏移の塵に覆われた形成期の銀河についての情報が飛躍的に増えると期待されることである。

2.3.2 初代天体の形成と宇宙再電離

我々の宇宙はビッグバンによって熱い火の玉宇宙として誕生した。そして宇宙膨張により温度が下がり、 $z \simeq 1100$ になると、宇宙が中性化し宇宙背景輻射が形成された。宇宙背景輻射の観測からの当時の宇宙においては揺らぎが非常に小さく、ほとんど一様な状態だったことがわかっている。それに対して、現在の宇宙には多様な構造とさまざまな天体が存在し、また銀河間ガスは電離している。このような宇宙の進化において、初代天体の誕生は非常に重要なステップであるといえる。それは、宇宙で起きた最初の構造形成であることから、宇宙の構造形成の端緒であるとともにその後の構造形成への重大な影響が考えられること、および初代天体は銀河間ガスの電離（宇宙再電離）を引き起こした紫外線源としても有力な候補であることが理由である。これは、ビッグバン元素合成の際に生成された物質のみからなる、重元素を含まない始原ガスから形成された初代星はきわめて大質量であったと予想されており、また重元素を含まないため表面温度も高くそのため電離光子を大量に放出するからである。このように、ガスの組成の違いの結果、宇宙初期の星形成過程が現在のものと大きく異なり、そのために形成される星の性質も異なっていると予想されている。しかしながら、観測的な検証は未だに存在しないので、それを観測的に確認しようという研究の重要性は大きい。また、宇宙再電離過程自体についても、WMAP 衛星の観測によって $z=11$ あたりで起こったことが知られているものの、これは背景輻射光子の電子による散乱によって生じた偏光を使ったものであるため、視線方向の電子の柱密度の情報がえられるにすぎない。一方、現在、水素の 21 cm 線を用いて再電離が実際にどう進んだかを検証しようという試みがあるものの、視線方向に存在する他の源からの寄与の除去が困難と予想されているので、たとえ再電離過程が検出されたとしても、これのみでは十分に信頼に足るか不明である。そこで電離輻射源となった天体の進化を直接観測することは、 21 cm 線による再電離過程観測と相補的であり、きわめて重要な情報をもたらすものを期待される。そこで、これら初期天体の形成過

程および宇宙再電離の時間的な進行についての観測的研究を SPICA で行うことを議論する。

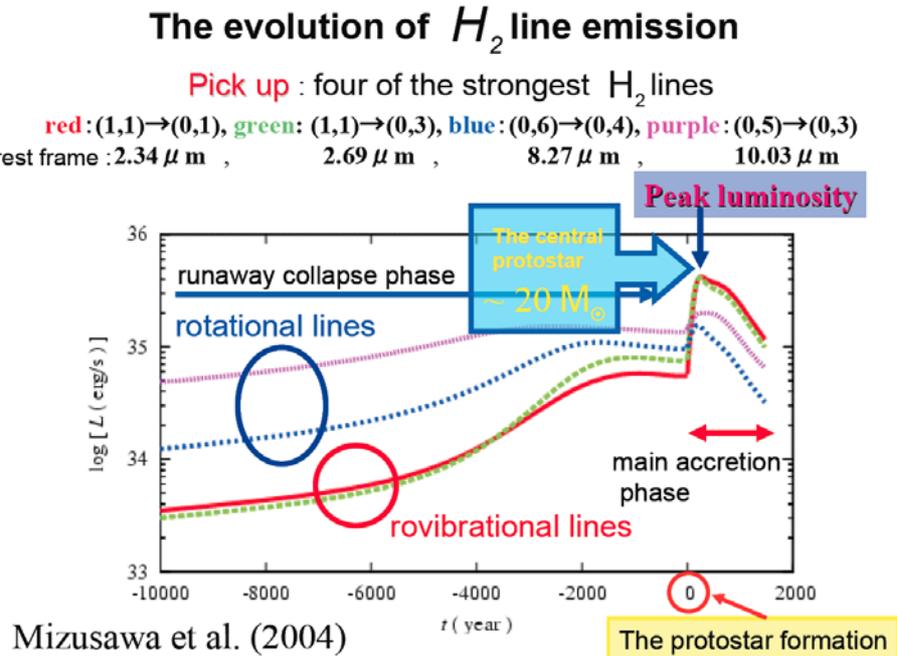


図 2.12: 始原ガスからの初代星形成時に放出される主要な水素分子輝線強度の時間進化。時間の原点は、中心での原始星形成時である。一番下の実線と点線はそれぞれ静止系における波長が $2.34\mu\text{m}$ と $2.69\mu\text{m}$ の振動遷移輝線を示し、その上の点線と薄い実線はそれぞれ $8.27\mu\text{m}$ と $10.03\mu\text{m}$ の純回転遷移輝線を示す。どちらの種類も質量降着期 ($t > 0$) において最大強度になる。また、コア収縮期 ($t < 0$) においては、回転遷移輝線のほうが強いが質量降着期においては、振動遷移輝線のほうが強くなる。

2.3.3 水素分子冷却期を捕える

始原ガスの収縮により初代星が形成される際に、水素分子の振動・回転準位の励起による輻射冷却が重要である。逆に、特徴的な水素分子輝線を観測することができれば、原始ガスからの初代星の形成過程の検証となり、画期的な成果である。

初代天体形成過程に放出される H_2 分子輝線 始原ガスからの星形成過程についての研究は近年比較的に進展し(たとえば Nishi et al. 2002)、詳細な議論が可能になってきた。以前の推定では、コア収縮期のみしか考慮されていなかったが、最近の解析においては、水素分子輝線強度が最大になるのは中心に星に成長している核(原始星)が形成された後の質量降着期であることがわかった(Mizusawa et al. 2005)。そのときには波長 $2 \sim 3\mu$ の振動遷移輝線が特に強くなり、一個の初代星からの輝線の最大強度は、およそ 2×10^{35} erg/s である(図 2.12)。

宇宙の初代天体は $1+z=20$ 程度で形成されると考えられるので、観測される波長帯は中間赤外領域となる。よって、宇宙の大口径冷却望遠鏡が必須である。また、初代天体形成時 ($1+z=20$) を考えると、最大で 3×10^{-29} W/m² の光量が期待されることになる。SPICA 計画で考えられている、中間赤外帯での輝線の感度である 10^{-21} W/m² を用いると、輝線の強度が最大周辺にある光源が $10^{7.5}$ 個程度必要という計算になる。この光源数は、個々の星形成過程において最大強度の時間尺度がせいぜい 10^3 年であることから、現実的には期待できない。しかし質量降着期におい

ては、降着円盤をとおした質量降着が重要になると考えられ、その場合には、水素分子輝線としてのエネルギー放出効率が数桁大きくなる可能性があり、大規模な星形成領域が存在すれば観測可能であるかもしれない。この過程からの輝線強度の推定を緊急に行う必要がある。

また、より低赤方偏移での天体形成過程において放出される水素分子輝線も重要な対象となる。銀河規模の天体形成は $z \sim 3$ 程度でも十分おきるからである。実際、近年すばる望遠鏡などによって発見が相次いでいるライマンアルファブロップの中には、銀河規模のガス雲の初期収縮と衝撃波加熱に引き続く冷却過程を見ているものが存在するのではないかと期待されている。Omukai & Kitayama (2003) の計算では、原始銀河雲の冷却課程で、 $10\mu\text{m}$ 帯の回転遷移輝線が 10^{41} erg/s 程度出ると予想されている。よって、 $z \sim 3$ とすると、波長はやはり中間赤外帯となり、 10^{-20} W/m² 程度の光量が期待される。これは観測可能性がある。ただ、この輝線はある程度低密度で放射されるため、十分には重元素量が低くなく種族 II の星程度のガスでも出る可能性がある点には注意が必要である。原始銀河雲の形成には当然星形成も引き続くことが期待される。この場合、 10^4 程度の光源があれば観測可能となる。 $z \sim 3$ では、かなり大質量の銀河雲の形成が期待されるので、そのなかに重元素に汚染されていないガスが十分存在し、 $100M_{\odot}/\text{yr}$ 程度の原始ガスからの星形成率があれば、星形成過程からの水素分子輝線も観測可能である (Mizusawa et al. 2005)。実際に最近の重元素の混合に関する理論計算はこの程度の赤方偏移でも始原星形成が継続していることを示唆している (Tornatore et al. 2007)。このときは、振動遷移輝線のみならず、回転遷移もターゲットになる。特に、振動遷移輝線を観測して、輝線強度を比較すれば、他の輝線放出過程と区別することが可能になり、始原ガスからの星形成の最終段階をとらえたことが明らかになる。つまり、重元素汚染がほとんどない、その領域での最初の星形成をとらえた証拠になりうる。その結果は宇宙最初期天体形成・進化過程の研究に対しても多大な貢献をすることになるだろう。そのことから $z \sim 3$ 程度の水素分子輝線の観測も、非常に重要な価値を持つといえる。この場合も、中間赤外帯の輝線を観測する必要があるために、SPICA 計画に期待するしかない。当然ながら、降着円盤からの輝線を考慮すればより観測可能性が高まると考えられるので、今後の研究が急がれる。

2.3.4 H 輝線による再電離の時間発展

最近の宇宙背景放射の観測は $z \sim 11$ 程度での再電離を示唆しているが [Spergel et al. 2007] 現状の制限は、宇宙があるとき一度に完全電離するという場合や少しづつ緩やかに電離していくケース、あるいはもっと複雑な電離の歴史 [Cen(2003)] を互いに区別することはできない。また、これらの観測から得られる情報は電離ガスの柱密度であり、紫外線強度や中性度の時間的進行の様子はつかむことができない。しかし中性度の進行具合は理論的には第一世代天体の形成や若い銀河の形成に重要な物理的影響を与えることが期待される [e.g. [Susa & Umemura (2004b)]]。したがって再電離の様子を詳細に調べることは銀河形成の問題にとって非常に重要な問題である。これまで比較的近傍 $z < 7$ では、若い銀河や QSO の Ly- α よりも短波長の連続光が、手前の中性ガスにどの程度吸収を受けるかによって紫外線背景放射の時間進化の様子が調べられてきた [e.g. [Fan et al. (2002)]]。しかしこの方法も、 $z > 7$ の高赤方偏移の天体に行くと、あまりに中性水素の柱密度が大きすぎ、天体からの連続光が吸収されてしまうためにうまく紫外線強度を決めることができない。

一方、Ly α 輝線の長波長側で受ける吸収は、ダンピングウイングで起きるために、短波長側に比べて小さく、 $z > 7$ で観測するにはより適当な量である [e.g. [Santos (2004)]]。これに対して H α 輝線は第一励起状態にいる水素原子が基底状態よりもはるかに少ないために、基本的に吸収を受けることはない。したがって H α 輝線の強度は吸収を受けない真の電離領域の大きさを反映して

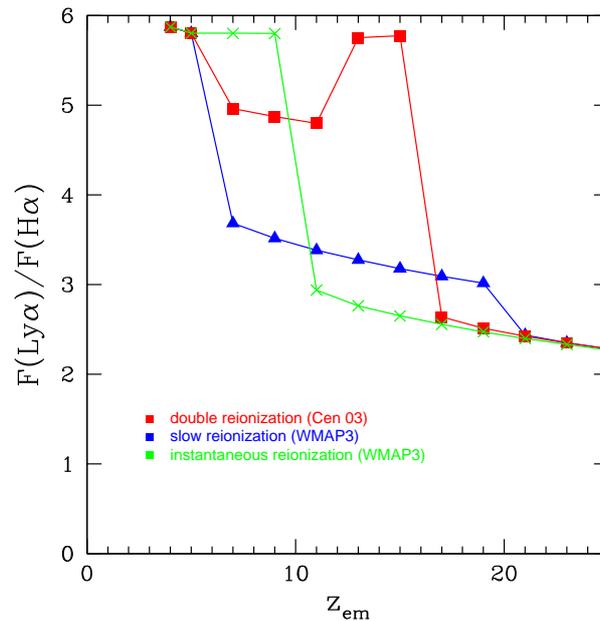


図 2.13: 輝線比 $F(\text{Ly}\alpha)/F(\text{H}\alpha)$ を赤方偏移の関数として表したものの。本文中に記述した 3 つの再電離モデルの場合が描かれている。ここでは光源天体が $\dot{M}_* = 10 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ and $\Delta v = 300 \text{ km/s}$ の場合をプロットしている。

いると考えられ、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線強度のよいレファレンスとなりうる。 $\text{Ly}\alpha$ が吸収を受けないとすると輝線強度比 $F(\text{Ly}\alpha)/F(\text{H}\alpha)$ は決まった値になるので、この値によって光源のある時代の宇宙の中性水素の量を測ることができる。

図 2.13 はこの強度比を光源の赤方偏移に対して表示したものである。ここで仮定されている宇宙の 3 つ再電離モデルは、1) $z=16$ で宇宙が再電離し、その後 $z=12$ で再中性化し、 $z=7$ で再び再電離するモデルと、2) $z=20$ で電離を開始し、 $z=7$ までは中間的な電離度 ($X_{\text{HI}} = 0.3$) で推移したあと、完全電離するモデル、さらに 3) $z=11$ で突然完全に再電離するモデルである。図から強度比の変化は宇宙の電離モデルによって大きく異なることが分かり、これを観測できれば宇宙の電離の歴史に強い制限を与えることが期待できる。

2.3.5 塵に包まれた形成途上銀河

近年の JCMT 搭載 SCUBA カメラによるサブミリ波ディープサーベイにより、初期宇宙において生じたエネルギーのかなりの割合が、星間塵によって可視光では隠されて見えないが遠赤外で非常に明るい銀河からのものであることが明らかにされてきた。このサブミリ波銀河は、SCUBA の角分解能が低いため、可視光同定が非常に困難であったが、VLA 電波干渉計による長時間積分によって高い精度で同定天体の位置が決定され、それをもとに 10m 級地上望遠鏡による可視光分光観測が行われた。Chapman et al. (2003, 2005) は、このようにしてサブミリ波銀河の赤方偏移の中央値が 2.4 であり、サブミリ波銀河が高赤方偏移宇宙における星形成の重要な要素であることを示した。

さて、高赤方偏移サブミリ波銀河の共動数密度は、極赤銀河のような中間赤方偏移に存在する年老いた楕円銀河の数密度や、近傍宇宙における巨大楕円銀河 ($\sim 3 - 4 L_*$) の空間数密度にほぼ等しい。果たしてサブミリ波銀河は現在の宇宙の巨大楕円銀河の祖先なのであろうか？この問

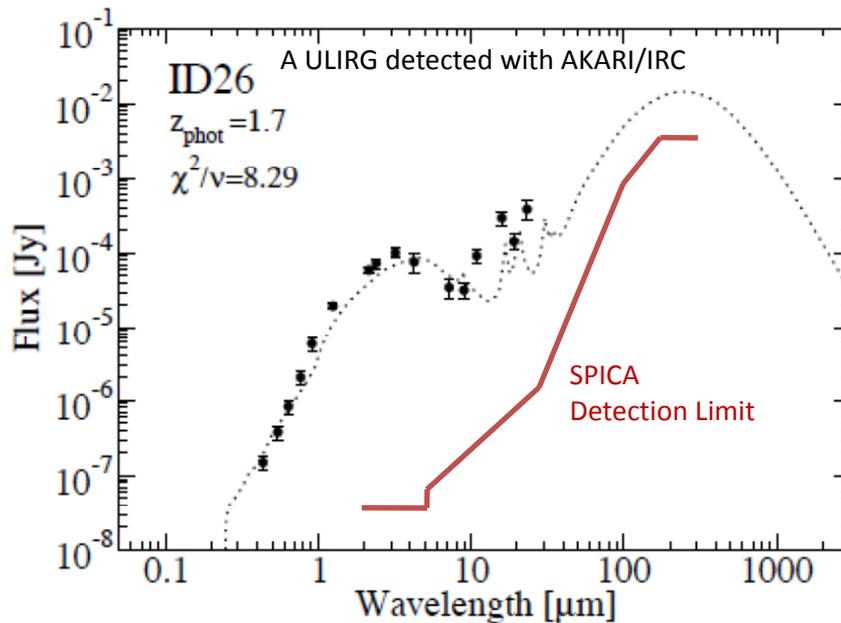


図 2.14: あかり搭載近中間赤外線カメラ IRC による深探査観測で検出された高光度赤外線銀河の例 (2.5-25 μm の誤差棒付きデータ点)。点線は星間塵の放射輸送を考慮した SED モデル (Takagi et al. 2003) だが、SED の物理の理解の不足のため波長 15-25 μm 付近で全く合わない。赤線は SPICA (1 時間、ただし遠赤外は銀河コンフュージョン限界) の 5 シグマ点源検出限界で、あかりや Spitzer では不可能であった遠赤外～サブミリ波にわたる SED を一挙に取得できることを示す。

いに答えるために、10m 級地上望遠鏡による近赤外 (銀河の静止系での可視光) での深い撮像・分光や、スペースからの中間・遠赤外観測 (Spitzer やあかり) が進行中である。実際、現在検出可能なサブミリ波銀河の大多数について、Spitzer により波長 3.6-24 μm におけるエネルギー分布が測ることができたことは、サブミリ波銀河が非常に高赤方偏移の天体ではなく $z \sim 2$ の星形成銀河 (およびダストに覆われた AGN) であることを裏付けたと言ってよい。さらに 2008 年ごろには SCUBA-2 が運用を開始するなど、サブミリ波・ミリ波でのブランクフィールドサーベイが行われる領域が拡大し、サブミリ波銀河サンプル数が飛躍的に増大すると期待されている。また、Spitzer やあかりの秒角オーダーでの対応天体の同定が可能になったことに加えて、Submillimeter Array (SMA) などのミリ波・サブミリ波電波干渉計を用いたミリ波・サブミリ波による直接同定も現実のものとなりつつあることから、もはや VLA 電波干渉計に頼らずとも、サブミリ波銀河の可視光での正確な同定が可能であり、10m 級地上望遠鏡にファイバー多天体分光装置を用いて一挙に 100 個オーダーの可視光スペクトルを取得し、赤方偏移や銀河の正体の診断が可能になる日はそれほど遠くはない。このようにして数千個のサンプルをもとに、ダストに隠された宇宙の星形成史が、ある程度解明されることが期待される。

しかし、上述の現在進行中のプロジェクトによっても、ダストに隠された宇宙の星形成史の全貌を解明することはできない。それは以下の理由による：

1. 銀河の静止系での可視光域の重要なスペクトル線 ($H\alpha$, $H\beta$, $[OIII]$ など銀河の正体の診断に使われるもの) を、 $z > 2$ のダストに覆われた銀河について検出することは現存の 10-m 級地上望遠鏡では長い積分時間を必要とするし、「大気の窓」の制限も大きい。従ってそのようなデータが得られるダストに覆われた銀河サンプルはごく少数にとどまる。

2. 大変初期の原始楕円銀河では、ダストによる減光が非常に大きく近赤外（銀河の静止系での）ですら全く見えないかもしれない。地上からの $2\mu\text{m}$ までの高角分解観測では、このような銀河の形態の研究はすることができない。一方スペースからの波長 $2\mu\text{m}$ 以上での観測の場合 Spitzer にせよあかりにせよ角分解能が悪く銀河の形態は全くわからない。
3. $z = 2 \sim 3$ のダストに覆われた銀河からの全放射エネルギーを求めるには、そのエネルギーの大半を担う遠赤外～サブミリ波での観測が不可欠であるが、Spitzer やあかりの遠赤外波長での感度がコンフュージョン限界で制限されてしまうために、これを行うことが殆ど不可能である。

SPICA は口径 3.5m のスペース望遠鏡であり、これらの限界を超えて新たな地平を切り開くことができる。図 2.14 は、あかりの北黄極サーベイで検出された U L I R G の S E D の一例であり、これと SPICA の検出限界とを比較したものである。撮像の場合、観測波長は $2\mu\text{m}$ から $300\mu\text{m}$ までを完全にカバーし、ダストからの放射スペクトル分布を正確に求めるべきである。さらに、SPICA は冷却望遠鏡であり、その決定的な長所として、バックグラウンド光子雑音の影響を極限まで減らされるので、分光時の観測限界が驚異的に深くなることも忘れてならない。この長所を活かして、SPICA は塵に包まれた形成途上銀河について、以下に述べるような基本的な情報を得ることが可能である。

内部力学構造と物理状態 活発な星形成段階にある形成期の銀河の電離ガスを観測し、その物理状態（星形成率、電離ガスの温度・密度・電離強度など）を明らかにし、またその運動状態から形成中銀河のガス力学に迫る（力学質量・降着・スーパーウィンド）ことは、銀河形成を観測的に理解する上で本質的である。

ところが、形成期の銀河、とくに大量のガスから、数億程度の短い時間スケールで爆発的な星形成を起こしている段階にある銀河では、大量のダストが存在していると考えられる。このため、静止系紫外線や静止系可視・近赤外線波長域の輝線は強い吸収の影響を受け、銀河の全体を見通すことができない。また、銀河形成と銀河核 BH の形成には強い関係があると考えられているが、塵に覆われた形成期の銀河の内部における AGN 活動性を議論するためにも、静止系紫外・可視輝線はあまり適当であるとはいえない。最も密度も高く活動性も高いと考えられる銀河中心領域まで観測する、あるいは、吸収により観測領域が限定される影響を極力抑えて銀河の全体像を調べるためには、ダスト吸収の影響の少ないより長波長の観測が必要である。SPICA による中間赤外・遠赤外線での分光は、高赤方偏移の塵に覆われた形成期の銀河について、はじめて、系統的にこのような観測を行う機会を提供する、たいへんユニークで重要な機能である。

これまで、ESA が 1996 年に打ち上げた宇宙赤外線天文台 ISO によって、近傍の非常に明るい星形成銀河や AGN で中間赤外線輝線・PAH フィーチャーが多数観測されるようになり、これらを用いた「診断」方法の理解に先鞭がつけられた。また、2003 年に NASA が打ち上げた Spitzer の中間赤外分光装置 IRS により、実際に近傍から中間的な赤方偏移まで、その中間赤外線スペクトルが観測されるようになってきており、とくに近傍の明るい銀河では、これら輝線を用いた様々な解析が行われるようになってきた (Armus et al. 2007; Lin et al. 2007)。SPICA では、大口径と高感度の分光緩速装置を搭載することにより、これらの観測を、より多数の、そしてより高赤方偏移の銀河について行うことができ、銀河の形成と進化の理解に大きなブレイクスルーをもたらすものと期待される。

中間赤外波長域 ($10\text{-}40\mu\text{m}$)、遠赤外線波長域 ($40\text{-}200\mu\text{m}$) とともに、重元素の微細構造輝線は豊富であり (表 refline5to50) 星形成率の推定、重元素量の推定、そして電離ガスの電離パラメータ・温度・密度の推定に利用出来る (Spinoglio and Malkan 1992; Thornley et al. 2000 など)。

特に有用なのは、[NeII] 12.8 μm , [NeIII]15.6 μm , [NeV] 14.3 μm とその周辺の輝線である。その理由は、

1. 15 μm 帯でもダストによる吸収は可視光の 1/70
2. Ne は II 型超新星による宇宙初期から生成される比較的ありふれた元素で、重元素量の推定にも有用
3. 比較的近い波長帯で、複数の電離状態の輝線が同時に観測出来る
4. [NeII] 12.8 μm は電離ポテンシャルも低く、さまざまな温度・密度のガスから放射されるので観測しやすい
5. 赤方偏移しても、SPICA の観測波長域内である中間赤外～遠赤外線にとどまる

などの理由が挙げられる。100 M_{\odot}/yr の星形成率の場合、 $z = 3$ の星形成銀河 (M82 的スペクトル) の [NeII] 12.8 μm 輝線は 5×10^{-17} erg/s/cm² 程度と予測され、この赤方偏移でも、SPICA によって現実的な時間で観測することができる。[NeIII]15.6 μm /36.0 μm [SIII]18.7 μm /33.5 μm 、[ArIII] 8.99 μm /21.8 μm など同じイオンの別遷移輝線強度比を用いることにより、ガスの温度・密度など物理状態の推定も可能である。[NeII]/[NeV] 比や、[NeII]/[OIV] 比は AGN の有無の診断にも使える。波長分解能 1000 以上での観測により、このような電離輝線ガスの運動を調べることができ、可視光輝線では塵による吸収で隠された銀河内部のガス運動を調べて、銀河形成期や、相互作用銀河のガスの振る舞いを知ることができるだろう。

また、中間赤外域ではダストによる PAH フィーチャーも有用で、これが顕著に観測される PDR (光解離領域) 起源の輻射が支配的な場合と、AGN などによるダスト熱輻射が支配的な場合、その中間的で AGN に比べれば青い連続光スペクトルを示す スターバーストの場合などの分類も可能である。実際、Spitzer 衛星による観測により、近傍銀河、そして赤方偏移 2-3 にまで及ぶ明るい赤外線銀河について、このような観測が行われ始めている。SPICA 衛星は、このような高赤方偏移の様々な銀河について、よりまとまった系統的な観測を可能にすると期待される。さらに、もしも SPICA で長波長帯まで観測することができれば、赤方偏移した [OI] 63 μm 、[CII]158 μm 輝線などによって銀河の PDR ガスの性質、紫外線輻射場の強度や密度に制限を与えることもできるだろう。

初期星形成と化学進化 ダストは形成途上銀河にも確実に存在する。そしてダストは紫外線・可視光線とのカップリングが極めて強く原始ガスの冷却にも大変有効なために、その存在が形成途上銀河の誕生と進化に非常に重要な役割を果たしていると考えられる。種族 III の星の超新星爆発において、爆発で放出された質量の実に 2 - 30% もがダストになるという計算結果もある (Nozawa et al. 2003)。銀河の静止系での 5-20 μm 帯 (観測波長ではその $(1+z)$ 倍) には、シリケートやアイス起源の吸収バンドや PAH などの高分子有機物起源とされる放射バンドが多数存在し、これらを同定することによって、形成途上銀河の固体相の化学組成を調べることが可能である。

2.3.6 銀河基本構造の獲得

銀河の形成と進化の過程を解明することは、言い換えれば、銀河が現在の宇宙で観測されるような一般的な姿、すなわち、その力学質量、恒星質量、形態、光度分布、そしていくつかのスケールリング則などをどのようにして持つに至ったのか、そこにはどのような物理過程が関わってきたのか、ということを系統的に明らかにすることでもある。ここでは、銀河の形態の発現、及びその質量集積史に焦点を当てて、現在の理解、および今後の研究のとるべき指針について述べる。

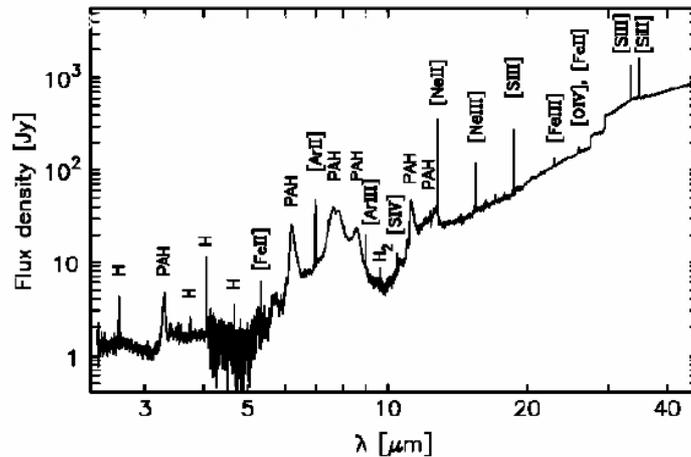


図 2.15: M82 の ISO-SWS スペクトル Schreiber et al. (2001)

形態の発現と成長 現在の宇宙における明るい銀河の形態は、微細構造を無視した場合、ほぼハッブル系列、すなわち、楕円及び S0 型の早期型銀河と、Sa-Sc の渦状腕を持つ円盤銀河、そして、不規則な形状を持つ矮小銀河に分類される。銀河の形態は、銀河の光度（あるいは質量）や環境（銀河密度）によって系統的な違いを示しており、おそらくはバイアス銀河形成に起因する先天的な要因と、銀河相互作用や、銀河 - 銀河団・群ガスとの相互作用に起因する後天的な要因と考えられる。銀河の形態が、実際、どのようにして獲得されてきたのかを観測的に実証するためには、我々の銀河形態の理解がよって立つ静止系・可視光の波長で、近傍から遠方までの銀河を高解像度で系統的に高い統計精度で観測する必要がある。これまでの研究からは、赤方偏移 1 付近までは、現在と同様のハッブル系列に分類可能な銀河が観測されており、明るい楕円銀河や、大きな円盤銀河については、70-80 億年前までに、その半分～大半が、すでに今日観測される形態を獲得し、星団が老いるに従い、あるいは円盤部でのゆるやかな星形成によって現在までわずかに変化しているのではないかと考えられている。もっとも、円盤銀河と分類される天体にも、高赤方偏移へ行くに従い、近傍にはない非対称性が観られる特徴があることも知られている。

これに対して、赤方偏移 1 を越える宇宙では、このような銀河の形態分布にも大きな変化があったのではないかと考えられている。これまでの観測からは、赤方偏移 3 - 4 の星形成銀河 (Lyman Break 銀河) には、近傍にみられるようなハッブル系列は確認されていない。また、これらの銀河は、近傍でハッブル系列に分類される銀河に比べると、低質量・小サイズの種族が大半であり、近傍の明るい銀河との関係は必ずしも明らかにはされていないものである。赤方偏移 1 を越える宇宙について、静止系可視光での銀河の形態を直接観測して調べるための系統的な研究は、これまで、近赤外線度高解像度、かつ非常に深い観測が得られている領域でしか行うことができなかった。実際、銀河の赤方偏移を、十分な精度で決めるためには多色撮像や、深い分光観測が必要でもあることから、これまでのところ、ハッブル望遠鏡深探査領域での NICMOS を用いた研究に限られている (Dickinson 1999; Kajisawa and Yamada 2001; Kajisawa and Yamada 2004)。Kajisawa and Yamada (2001, 図 2.17) では、HDF-N において静止系で $M_V < -20$ を満たす $z < 2$ 銀河の静止系可視光での形態分類を試み、また、Kajisawa and Yamada (2005) では、銀河の恒星質量によって銀河の形態がどのように変化するのかを $z \sim 3$ まで調べている。これらの研究からは、おそらく、明るい銀河の形態は、その多くが、赤方偏移 $z = 1 - 3$ の間に獲得されてきたのではないかと、ということが示唆されるが、これまでの研究では赤外線・高解像で観測出来る視野が極

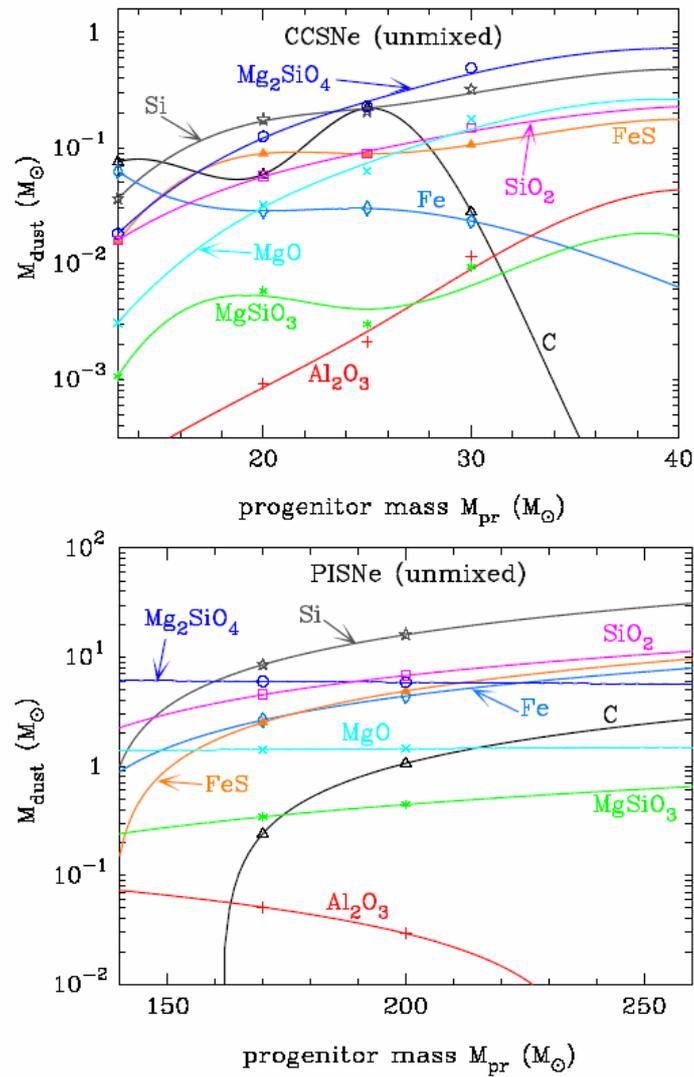


図 2.16: 種族 III の星の超新星爆発の際に生成されるダスト質量 (Nozawa et al. 2003)。横軸が爆発した星の質量。

端に狭い、という問題がある。地上大望遠鏡及び AO を用いた遠方銀河形態の研究も進んでいる (Akiyama et al. 2007) が、視野はさらに狭く、銀河形態について、一般的な結論を得るのは困難で、さらに多くの時間がかかるだろう。Spitzer 望遠鏡は、 $3.6\mu\text{m}$ など近赤外線で見ることができ、宇宙から銀河の広視野探査を行うことができるが、望遠鏡の口径が小さいために、十分な解像度が得られない。最近では赤方偏移 $z = 2 - 3$ に及ぶ星形成銀河について、運動学的な観点から円盤銀河の起源を解明しようとする研究もすすんでいるが、電離ガスの速度構造にも銀河回転などの系統的な運動を示すものも観測され始めている (e.g., Genzel et al. 2006) が、より精度の良い近赤外線での形態情報との解析が重要であることは論を待たない。

SPICA は、中間赤外線・及び遠赤外線での観測に特色を持つ冷却望遠鏡ではあるが、 3.5m という口径を活かせば、近赤外線波長域においても、銀河の形態の起源を明らかにする観測的研究が可能である。そのためには、十分な星像 ($< 0.''2$) を十分にサンプルする検出器で、また、数分角以上の視野を確保するカメラが必要である。静止系 $0.7\mu\text{m}$ が $z = 3$ 程度まで赤方偏移した光を観測出来る $2-3\mu\text{m}$ に十分な感度を持つカメラや、静止系 $1\mu\text{m}$ の光で星形成の影響を少なくして形態分類を確立することができれば、 $3-4\mu\text{m}$ のカメラも有用であると考えられる。

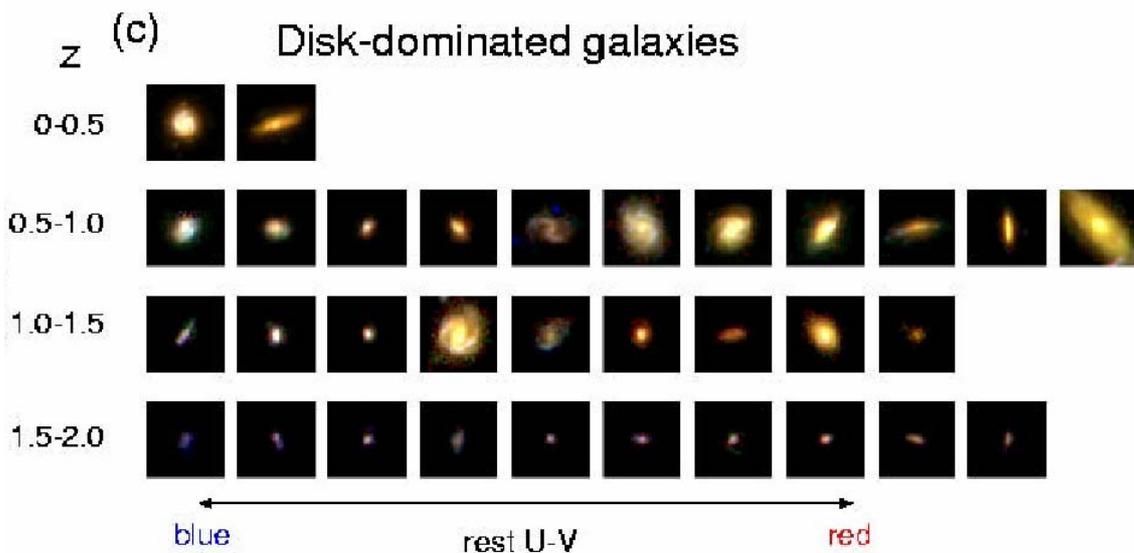


図 2.17: HDF-N 中の $z < 2$ $M_V < -20$ 銀河のうち、円盤銀河と分類されるものの形態 (Kajisawa and Yamada 2001)

質量集積史と星形成史 今日標準銀河形成モデルである、階層的銀河形成論によると、最初小さな構成単位天体 (building blocks) が生まれ、それらが重力的に寄せ集まって銀河が成長し、さらにそれらが集合して、銀河群、銀河団が形成されてくると考えられる。このような銀河の集団化の過程は、現在の宇宙階層構造の起源であると考えられ、さらにこの過程で、銀河の形態や星形成活動が環境変化に伴って影響を受けて変遷し、今日の環境に大きく依存した銀河宇宙を形造っていると考えられる。銀河個々の形態の分化についても、銀河規模での質量集積の時期と強

さが大きく関与していると考えるのは自然である。従って、形成途上の銀河から、今日の最終的な銀河へと進化してゆく、銀河の一生の大半において、星形成と並んで最も基本的な物理過程はこの質量集積過程であると言える。

銀河団規模の集団化の実態は、近傍および遠方銀河団の複数の内部構造や、周囲の大規模フィラメント構造の観測と、理論的数値実験との比較などから、比較的良く理解されるようになってきた (eg., Kodama et al. 2001)。しかし一方で、銀河規模での集積は未だ大きな謎に包まれている。事実、我々の住むこの銀河系ですら、それが果たして矮小銀河の寄せ集めで作られたのか否かは未だ決着のつかない大問題である。多くの合体銀河の存在が観測的に知られているとは言え、これが銀河進化一般においてどれほど重要な過程なのかは良く分かっていない。

従って、まず最初の重要課題は、生まれたての銀河から今日の銀河へと至る、壮大な時間尺度の中で、銀河の質量がいつどのような速さで集積したのかを実証的に明確に示すことである。

しかし、観測的にこのような銀河の質量変化を捕えることは、容易ではない。質量集積 (合体を含む) の過程では、星形成を伴うことが多いと考えられ、例えば可視の光度関数の進化では星形成の効果と質量成長の効果が区別できない。しかし、近赤外線の光度は星形成に余り影響を受けず、銀河の星の質量を比較的忠実に反映している。従って近赤外線バンドの銀河の光度関数の進化を赤方偏移の関数として見ることによって、銀河の質量集積史を定量的に導くことが可能である。これまでの解析では、 $z \sim 1.5$ までは銀河の環境に関らず、大質量銀河は既に近傍と同程度存在することが分ってきている (eg., Kodama & Bower 2003; Pozzetti et al. 2003)。星形成も大きな銀河程昔に行われ、大質量銀河の形成時期が早いことが分っている (eg., Kodama & Bower 2001; Kodama et al. 2004)。一方、質量の小さい銀河は $z \sim 1$ ではまだ活発に星形成を行っており、銀河の形成がダウンサイジング的に起ることが示唆されている。(Cowie et al., 1996; Kodama et al. 2004)。

今後同種の解析をより遠方の宇宙で行ない、どの質量と形態の銀河が、一体いつ質量集積と星形成を終えたのかを明らかにすることが、銀河形態と種族の起源を探る上で極めて重要である。但し、 $z \gtrsim 2$ では K バンドでも星形成の影響を大きく受けるようになるので、スペースでの LMN バンドでの深い観測が必須になる。口径 3.5m のスペース望遠鏡 SPICA で回折限界に達したとすると、数時間積分でおおよそ $K=28.6$ 等、 $L=28.6$ 等、 $M=27.4$ 等 ($AB, S/N=5$) にまで到達できる。これは、 $z \sim 3-5$ で $10^8-10^9 M_{\odot}$ の星質量を持つ銀河片までも検出できることを意味し、局所銀河群の矮小銀河規模のいわゆる最小構成単位天体から今日の $10^{10}-10^{12} M_{\odot}$ のような大きな銀河までの成長過程のほぼ全貌を描き出すことができるであろう。また、口径 3.5m 望遠鏡の回折限界 ($\text{FWHM} \sim 0.3'' @ 5 \mu\text{m} \sim 2 \text{kpc} @ z=5$) は、遠方銀河の衛星銀河を直接分解するのも適していると言える。

また、銀河の質量集積を環境の軸方向に調べることも重要である。銀河形成の速度は、銀河環境によって大きく異なると予想されるからである。また、銀河の集団化に伴う環境効果において、もし銀河の合体過程が支配的であるならば、銀河の質量関数が環境の関数として不連続に変化する様子が見られると期待される。

2.3.7 宇宙大規模構造の形成と進化

現在の宇宙は、グレートウォールと呼ばれる 100Mpc を越える大規模な銀河集団があり、同時にボイドと呼ばれる銀河がない空穴からなる泡宇宙である (Geller & Huchra 1989)。このように現在の宇宙では物質が極端に偏在している。標準的なコールド・ダークマター (CDM) モデルによれば主な物質であるダークマターは、宇宙背景放射の時代 ($z \sim 1100$) では非常に一様な空間分布をしていたが、重力不安定性により初期密度揺らぎの大きい部分へかたまり現在みられるよ

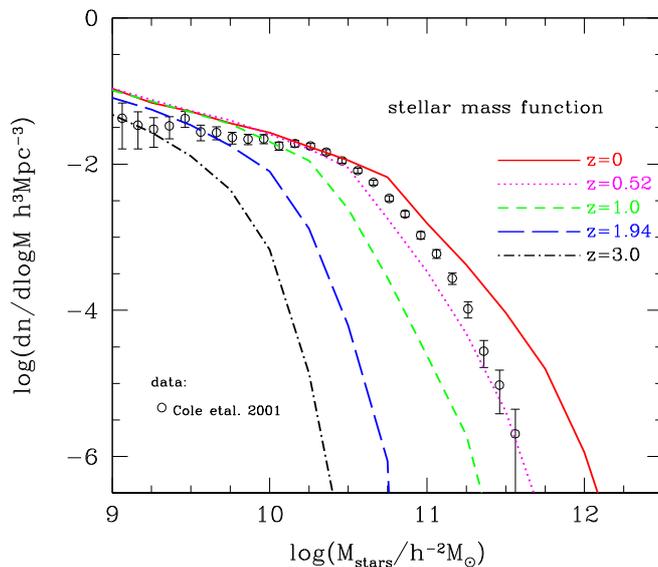


図 2.18: 準解析的な階層的銀河形成モデルの予想する銀河の星質量関数の進化 (Baugh et al. 2002)。CDM 仮説に従う銀河形成モデルでは、遠方で重い銀河が激減する (see also Kauffmann & Charlot 1998)。

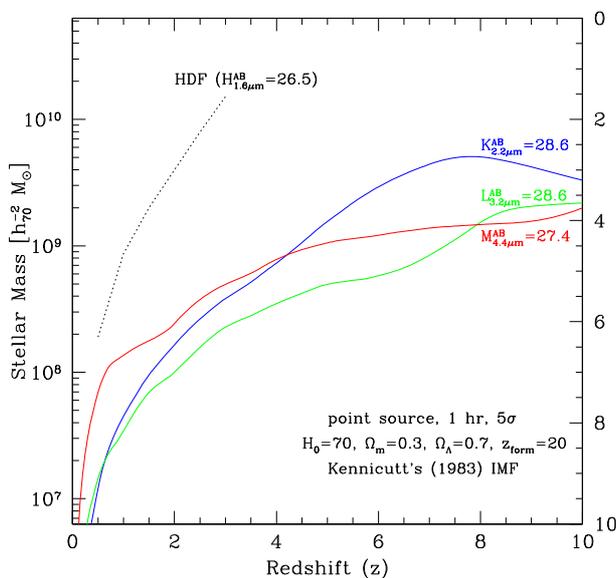


図 2.19: 口径 3.5m のスペース望遠鏡で回折限界に達した場合の限界到達光度を、検出できる星質量で表したもの。 $z = 20$ で一度に星が生まれたというモデルを採用し、その後の受動的進化を仮定している (Kodama et al. 1998)。点源の場合 $z = 10$ まで $2 \times 10^9 M_\odot$ の銀河 (構成単位天体) まで検出できる。

うな泡宇宙が実現されることが示されている。最近のパワースペクトルの測定結果によると銀河の分布はまさに CDM モデルが予言するダークマターの分布に一致し、銀河分布とダークマター分布はほぼ 1 : 1 対応であることがわかっている (Verde et al. 2002)。

このように CDM モデルは宇宙の構造形成を説明し大きな成功を納めている。しかし、これで宇宙の構造形成が理解できたかと言えばそうではない。現在の宇宙において、楕円銀河などを取り出してその分布を調べると、ダークマターの分布に対し大きく遍在していることが知られている。それに対し、星形成銀河や矮小銀河などの分布はダークマターの分布より平均的に一様性が高い。さらに、最近の研究によれば、高赤方偏移銀河 ($z = 3 - 5$ におけるライマン・ブレイク銀河やライマン・アルファ輝線銀河) の分布は CDM モデルの予言するダークマターの分布に対し 3-5 倍のバイアスを受けていることが知られている (Giavalisco et al. 1998, Ouchi et al. 2003)。また、すばる望遠鏡の広領域探査により、 $z = 4.9$ におけるライマン・アルファ輝線銀河が幅 20Mpc、長さ 50Mpc 以上にもなる近傍宇宙と同じくらい巨大な大規模構造をなしていることを発見し、ダークマターと銀河分布の解離の決定的証拠となった (Shimasaku et al. 2003)。このような銀河分布対ダークマター分布のバイアス効果の原因は、星形成を伴う銀河形成が単にダークマターの密度を反映するものではなく、物質がある臨界密度に達しないと星形成が行われなことを意味している。これは逆に言えば、構造形成は銀河形成と不可分の関係にあり、構造形成と銀河形成は一括りで考えなくてはならないだろう。したがって、我々は CDM モデルにより宇宙の構造形成の骨組みとなるダークマターの分布の進化は理解しているが、その肉であり皮である銀河の分布の進化はまだあまり理解できていない。

銀河分布の進化は、どのような宇宙論モデルと比較しても良いが、ここでは標準的とされる CDM モデルとの関係を念頭に議論を進める。CDM モデルは、大規模構造、銀河団、銀河、矮小銀河までの形成をダークハローの観点から統一的に説明できるモデルである。一方で、標準的な CDM モデルではダークハローの中で星がどのように形成され銀河となるかは説明できない。これは、ガスがどのように冷え、星形成が起き、超新星爆発によるフィードバックの効果など極めて複雑な物理過程が入り込むことが原因で、現在のところ唯一の解を求めることができない。星形成のプロセスを探るには、電磁波による観測によって理解する必要がある。

観測的に銀河の密集度合 (クラスタリング) を測れば、大規模構造の進化を理解できる。また同時に、CDM モデルの予言からダークハローのクラスタリングと比較することで、ダークハローの中で銀河がどのように形成されたか、(1つのダークハローに対して幾つの銀河をもつか、星を持たないダークハローがあるかどうかなど) がわかる。銀河のクラスタリング強度は、ダークハローのクラスタリングの強度を反映する。銀河のクラスタリングを測ることで、その種族の銀河が付随する典型的なダークハローの質量を見積もることができる。このようにして、近傍 S のデータを用いた解析 (van den Bosch et al. 2003) や、遠方銀河のデータを用いた解析 (Bullock et al. 2002, Moustakas & Somerville 2002, Hamana et al. 2004) が行われている。

銀河のクラスタリングの情報を CDM モデルと比べることは、様々な種族の銀河が検出された場合、それらの関係をダークハロー質量という一つの物理量で統一的に理解できるというメリットがある。たとえば、可視光だけで検出される銀河と赤外光だけで検出される銀河とを比べる場合、光度を単純に比較することはできない。異なる種族の銀河のクラスタリングを調べればそれらの銀河が付随する典型的な質量を知ることができ、ダークハローの質量という一つの物理量で両者を比較できる。一例として、 $z = 3$ における、ライマン・ブレイク銀河、近赤外線銀河、サブミリ波銀河に関するダークハロー質量関数を、CDM モデルを用いて銀河のクラスタリング強度をもとに推定し、それを現在まで進化させたものを図 2.21 に示す。このように銀河のクラスタリングは構造の形成のみならず銀河進化に対して大変重要かつ有用な情報となる。

またクラスタリングを求めるような広域の銀河探査が行えればどのようなところで銀河が誕生

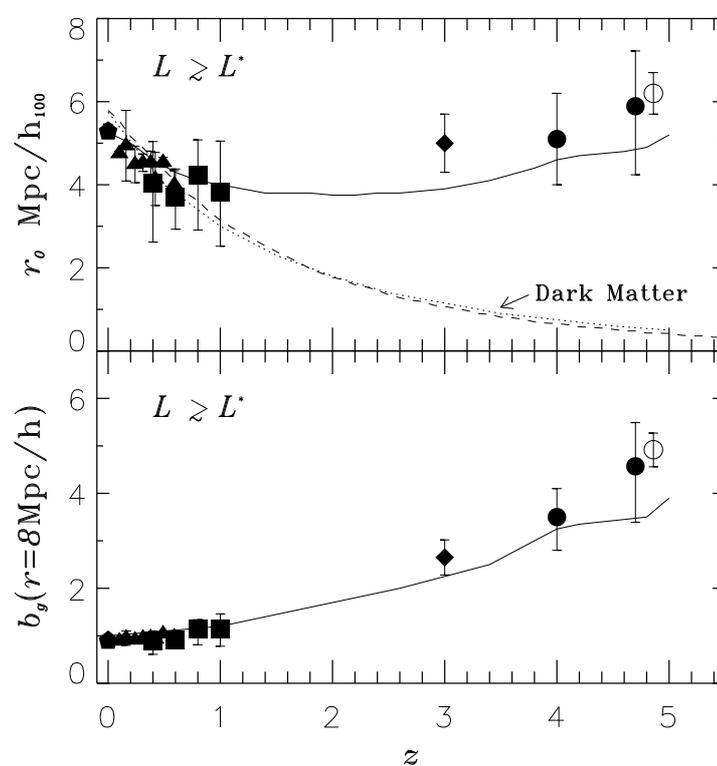


図 2.20: 遠方ライマン・ブレイク銀河 (LBG, filled symbols) およびライマン輝線銀河 (LAE, open circle) の密集度合 (相関長, r_0) とダークマター分布に対する銀河分布のバイアス・パラメータ (b) の進化 (Ouchi et al. 2003)。破線はダークマターの密集の強さを表す。

しているのかという問いにも答えが出せる。銀河は宇宙の初期密度揺らぎが極めて大きいところの方が誕生しやすいのだが、逆に銀河密度が高くなると星形成による紫外線のフィードバックで銀河形成が阻害される可能性もある。このように銀河の集まり（原始銀河団）の中で多くの銀河が誕生しているのか、それとも密度が高すぎないところで銀河形成が起きやすいかなどがわかる。

また、広域の探査により $z > 6$ において銀河形成に伴う紫外光が宇宙を電離する様子を観測的に明かせる。銀河周りの IGM が電離されて出来た宇宙 HII 領域を銀河と一緒に観測するのである。宇宙 HII 領域は面輝度が小さいので極めて深い狭帯域フィルター撮像が赤外線領域で必要となる。さらに、技術的には背景光の差引が重要なので、夜光の変動が少ないスペースでの撮像が理想的である。この際、およそ中心波長が $1 \sim 4 \mu\text{m}$ の狭帯域フィルターで行う。

探査領域については、現在の最も質量の大きい銀河団（かみのけ座銀河団など、 $10^{15} M_{\odot}$ 程度）の個数密度は、 10^{-6} 個/ Mpc^3 である。最低限こうした大質量銀河団の祖先を数個含むような探査をしなければ大規模構造の解明にはつながらない。ライマン・ブレイク法およびライマン・アルファ輝線法で検出できる銀河は $z = 20 \sim 30$ において、それぞれ $\Delta z = 5$ と 1 程度になる。したがって、1 平方度の探査でライマン・ブレイク法の探査なら 15 個程度、ライマン・アルファ法の探査でも 3 個程度の大質量銀河団の祖先を観測することができる。よって、望遠鏡に要求される視野は最低 1 平方度である。（統計的には、その 10 倍程度の領域の探査が望ましい）

一方で、上述のような紫外線選択の銀河では、星形成が活発かつダストの吸収が適当に小さい天体を選択的に見てしまっており、その時代の銀河の構造を代表しているという保証は無い。従って、スペースでの $2\text{--}10 \mu\text{m}$ 帯の赤外広視野観測によって、星質量選択の銀河標本を作り、その構造を見ることが極めて重要である。具体的には、KLMN($2\text{--}10 \mu\text{m}$) バンドでの 10 平方度相当のサーベイを行う。近赤外の色 (KLMN) を用いると、 $1 < z < 5$ において、銀河の種族に依らず赤方偏移を精度良く決定できるという大きな利点がある (図 2.22)。これは、星の大気での H^{-} 吸収係数の極小による $1.6 \mu\text{m}$ 付近のスペクトルの折れ曲がり特性のお蔭である (Sawicki 2002)。この手法は、分光観測が大変困難になるこのような遠方宇宙で、非常に有用で効果的な距離決定方法である。これによって宇宙年齢が 1/10 の時代から今日までの高密度領域の時系列スナップショットを得て、構造形成過程を実証的に示すと共に、それらをランドマークとしてその周辺領域を探査し、銀河の形成進化が環境とどのように関わりながら行われてきたかを明らかにする。

2.3.8 赤外線宇宙背景放射

赤外線領域での宇宙背景放射の観測はこれまでに COBE, IRTS によって行なわれ、近赤外線および遠赤外・サブミリ波領域で有意な結果が報告されている。

まず、近赤外線での観測結果を図 2.23 に示す。銀河の重ね合わせ（及び実線）では説明出来ない背景放射が存在していることがわかる。

この赤外背景放射の起源として、初期天体の可能性は古くは 80 年代から議論されてきた (Bond, Carr & Hogan 1986)。現在では、この背景放射は宇宙再電離をおこした宇宙最初の星（種族 III）の光を重ね合わせたものと理解されている (Salvaterra and Ferrara 2003)。さらに、Cooray と吉田 (2004) は種族 III 星だけでなくそれらのレムナントからの寄与も具体的に計算し、 $z = 0$ での強度を比較した (図 2.24)。彼らのモデルによれば、赤外背景放射の観測から初期宇宙 ($z > 10$) のクエーサーの数密度と進化に強い制限が得られる。

また、2.3.2 で議論されているように、宇宙最初の星（種族 III）は、金属をほとんどもたないため、その形成過程における冷却は、水素分子の輝線によるものと予想される。SPICA では、水素分子線の観測により種族 III の星の形成過程を直接観測出来、背景放射と絡んで宇宙最初の星形成についての研究が大きく発展することが期待される。

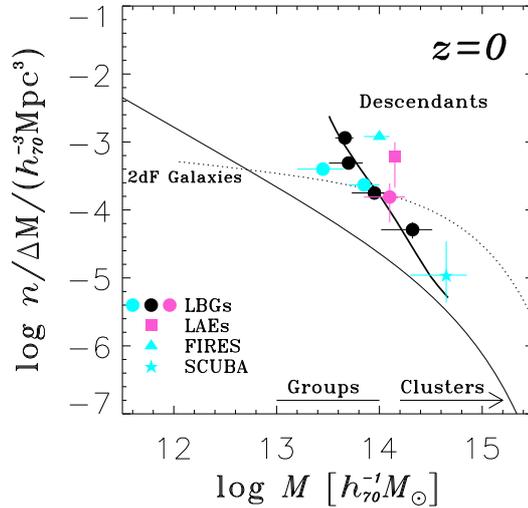


図 2.21: CDM モデルを用いて推測された、高赤方偏移銀河を持つダークハローが $z = 0$ でなす質量関数 (Ouchi et al. 2003)。丸はライマン・ブレイク銀河 (LBG)、三角は近赤外線を選んだ赤い銀河 (FIRES)、星印は遠赤外線を選んだ銀河 (SCUBA) を意味する。また、丸、三角、星印につけられた青、黒、赤の3つの色はこれらの銀河が検出された赤方偏移を意味し、それぞれ $z \sim 3$, $z \sim 4$, $z \sim 5$ である。太線は $z = 4$ にあるライマン・ブレイク銀河の質量関数の最尤関数を進化させたもの。ここでは銀河の合体は考慮しない。点線は 2dFGRS 銀河の質量関数 (van den Boush et al. 2003)。細線はモデルが予言する $z = 0$ の全ダークハローの質量関数。

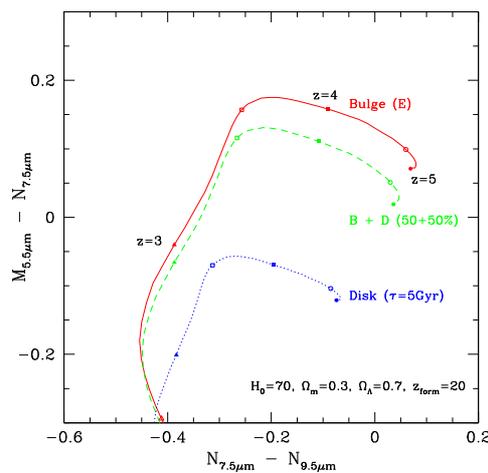


図 2.22: 5–10 μm バンドでの銀河の色進化トラック (Kodama & Arimoto 1998 を使用)。銀河の色は赤方偏移に対して鋭敏に反応し、さらに波長が長いいため星形成活動の程度やダスト吸収などの影響は小さく、しかも、赤方偏移による色変化の方向と異なる。これらの色だけの情報から遠方銀河の赤方偏移を比較的精度良く決定することが可能である

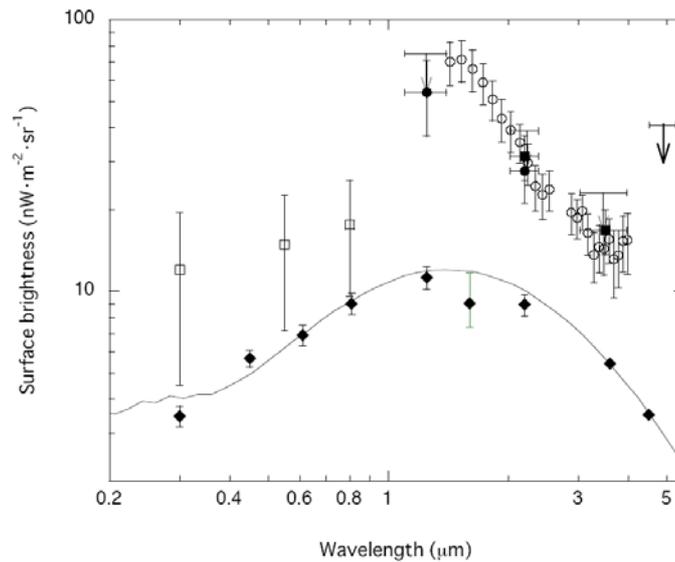


図 2.23: COBE (□、○)、IRTS (●) によって観測された近赤外宇宙背景放射。○は HST による可視域での背景放射。□、実線は銀河を重ね合わせた光を示す。

次に、遠赤外・サブミリ波領域での観測結果を図 2.25 に示す。DIRBE/COBE によるデータを塗りつぶしたシンボルで、FIRAS/COBE のデータを実線・破線で示した。○は SCUBA によるサブミリ波銀による背景放射への寄与を示したものであるが、背景放射が赤方偏移 2 程度の銀河で説明できることがわかっている。

一方、ISO の観測に基づくモデルによる予測を○で (Matsuhara et al. 2000)、最近の Spitzer による銀河を重ね合わせたもの (Dole et al. 2003) を○で示した。遠赤外領域ではまだ銀河の重ね合わせでは背景放射を説明出来ていないことがわかる。SPICA は飛躍的に感度が高いため、背景放射にたいする銀河の寄与が明らかになるであろう。種族 III の星形成時には存在する元素が水素とヘリウムだけのため、塵は存在しない。しかし、宇宙進化につれ重元素が作られ、超新星爆発を通じて銀河間空間にまき散らされる。その結果、種族 II の星形成には塵が重要な役割を果たすことが予想されている。その時代の星間空間塵の熱放射が背景放射として観測できれば種族 II の時代の宇宙史の解明に貴重なデータとなることが期待される。

2.4 活動銀河核 (AGN) の形成史

2.4.1 研究の現状と問題点

巨大ブラックホールの成長

昨今の研究により、ほぼすべてのスフェロイド銀河の中心には、太陽の 100 万倍から 10 億倍もの質量をもつ超巨大ブラックホールが潜んでいることがわかってきた。この事実は、巨大ブラックホールの形成が、銀河そのものの形成と密接に関連していることを強く示唆する。これら巨大ブラックホールは一体いつ、どのようにして作られてきたのだろうか？この謎の解明は、宇宙の銀河全体の進化を理解するために不可欠な、現代天文学に課せられた極めて重要な問題である。

巨大ブラックホールに物質が降着すると、重力エネルギーが電磁波として解放され、中心核が明るく輝く。これが活動銀河核 (Active Galactic Nuclei = AGN) の正体である。その光度は莫大で、太陽光度の 1000 兆倍に及ぶこともある。ガスが降着するとその分だけブラックホールの質

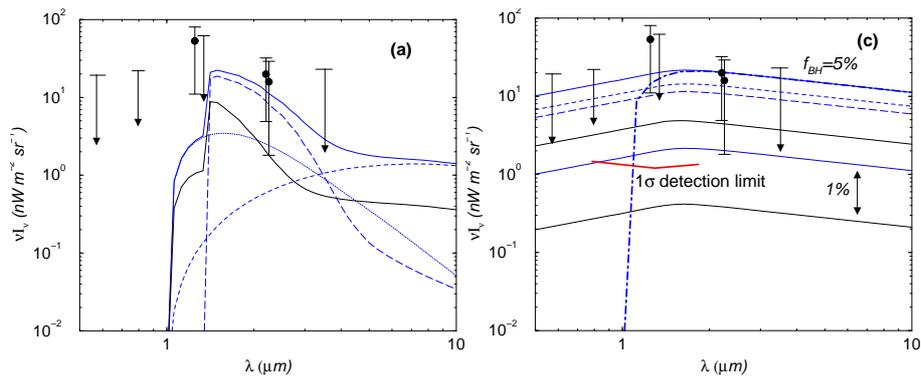


図 2.24: (近)赤外背景放射強度。 $z > 10$ に形成された種族 III 星からの寄与 (左) とクエーサーからの寄与 (右)。10 ミクロン以上の波長域で両者の強度は大きく異なり、多波長での観測により寄与の大きいソースを特定できる可能性がある。シンボルはこれまでの観測により得られた測定値および上限値。

量は増加する。何らかの理由でガスの供給が途絶えると、その銀河はもはや AGN としては観測されず、一見おとなしくなる。つまり AGN とは、質量降着による巨大ブラックホール成長のプロセスである。よって、宇宙に存在する AGN をくまなく探し出し、その宇宙論的進化を解明することは、銀河中心の巨大ブラックホールの形成史を明かすことに直結する。

AGN は、中心核が直接見えている「1 型 AGN」と、ガスや塵に隠されている「2 型 AGN」に大別される (後に紹介する「埋もれた AGN」も、2 型 AGN の一種として理解できる)。視線にある水素柱密度が 10^{24} cm^{-2} 以下のものを、コンプトン散乱に対して光学的に薄いという意味で "Compton thin AGN" (1 型 AGN も含む) それ以上のものを "Compton thick AGN" と呼ぶ。実は、宇宙の存在する AGN の大部分は 2 型 AGN であり、それらの理解こそが、巨大ブラックホールの成長を語る上で本質的である。

AGN は X 線で明るく輝く。そして、宇宙に存在する全 AGN からの X 線の総和は、X 線背景放射として観測される。したがって、X 線背景放射の理解は、すなわち AGN の進化の理解である。最近、上田ら (2003) は、硬 X 線サーベイの結果に基づいて、世界で初めて 1 型・2 型を含めた Compton thin AGN の硬 X 線光度関数の宇宙論的進化を明らかにすることに成功した。

図 2.26 は、Compton thin AGN における 2 型 AGN の割合を、光度の関数として示したものである。吸収された AGN の割合は光度が大きくなるほど減ることが分かる。この結果を単純に解釈すると、トーラスの形状が AGN 光度に依存することを示唆し、最も簡単な AGN 統一モデルの描像に修正が必要であることを示唆している。

図 2.27 は、異なる光度範囲ごとに AGN の空間数密度を赤方偏移パラメータの関数としてプロットしたものである。AGN の数密度は赤方偏移と共に増加していくが、ある赤方偏移においてその増加が止まる。そのカットオフ、つまり数がピークとなる赤方偏移が、光度の小さな AGN ほど低いことが分かった。この事実は、宇宙の歴史において、大きな質量の巨大ブラックホールほど早く形成され、小さい質量の巨大ブラックホールほどゆっくりと作られることを示唆する。一方、宇宙の構造形成の標準モデルによれば、小さな暗黒物質ハローがまず作られ、それらが合体によって徐々に大きなハローが作られるという「ボトムアップ」成長が起こることになっている。以上の結果は、AGN の進化が一見このシナリオと逆センスに見えることを意味し、ブラックホールおよび銀河の形成のメカニズムに挑戦を与えるものである。興味深いことに、最近の可視サーベイにより、銀河そのものの形成についても同様の結果が得られている (小さなものほどゆっくりと生まれるという意味で「ダウン・サイジング」と呼ばれる)。これらの結果を標準宇宙論の枠組で

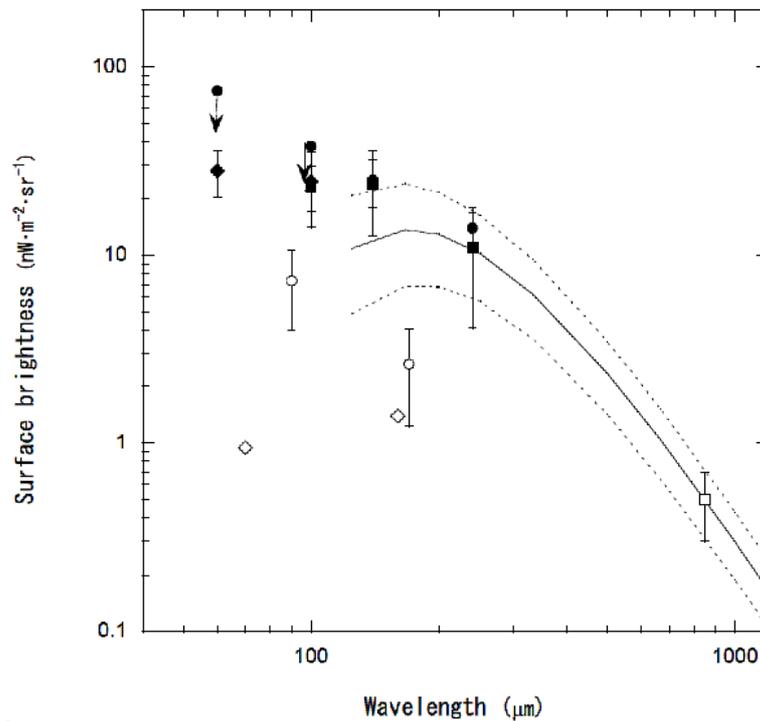


図 2.25: 遠赤外・サブミリ波領域での宇宙背景放射。DIRBE/COBE によるデータを塗りつぶしたシンボルで、FIRAS/COBE のデータを実線・破線で示した。 は SCUBA で観測された銀河による背景放射への寄与を、 は ISO の観測にもとづくモデルによる予想値、 は Spitzer が観測した銀河を重ね合わせて得られたデータを示す。

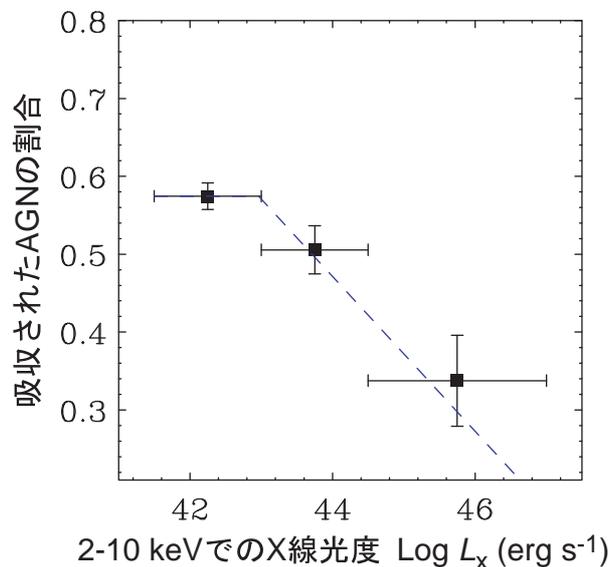


図 2.26: 全 Compton thin AGN ($N_{\text{H}} < 10^{24} \text{ cm}^{-2}$) に対する吸収された AGN ($N_{\text{H}} > 10^{22} \text{ cm}^{-2}$) の割合を、X 線光度の関数としてプロットしたもの。

説明するには、重力以外の、バリオンに付随した物理過程の考慮が不可欠であり、さまざまな理論モデルが提唱されつつあるものの、まだ決着はついていない。

この硬 X 線での AGN 光度関数の結果は、降着による巨大ブラックホール形成史の基礎を与える。適当な放射効率および SED を仮定することで、X 線光度から質量降着率を見積もることがで

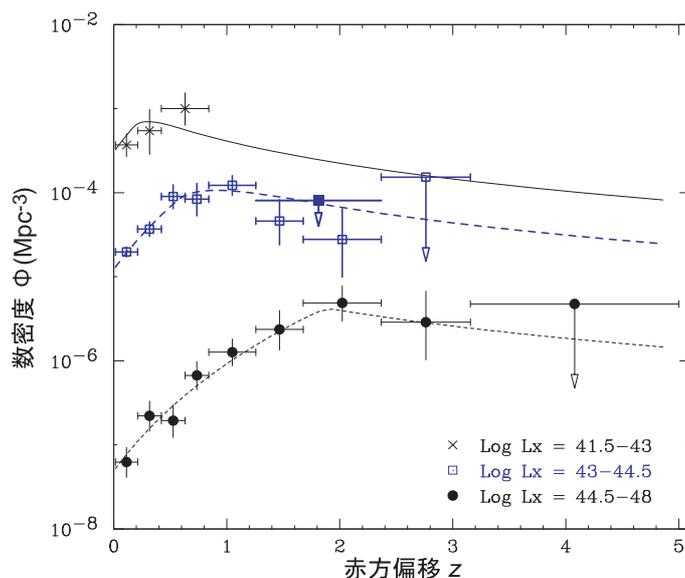


図 2.27: 空間数密度の赤方偏移パラメータ依存性。上から：低光度 AGN、中光度 AGN、大光度 AGN (図中に硬 X 線光度の範囲を示す)。線はベストフィットモデル。

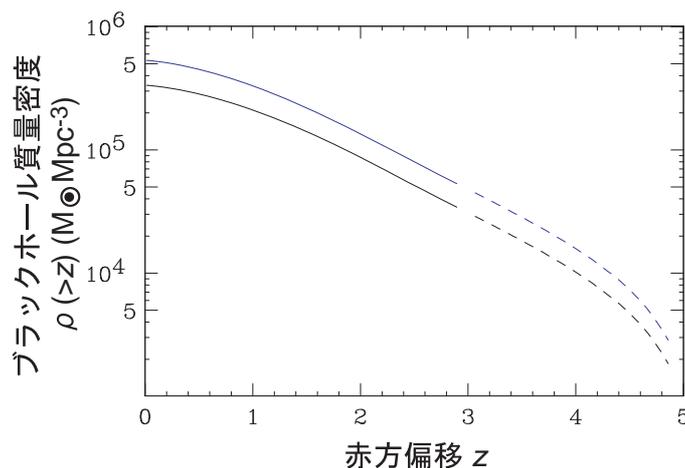


図 2.28: 巨大ブラックホール成長曲線 (共動座標でのブラックホールの質量密度を赤方偏移パラメータの関数として表したもの)。点線は光度関数を外挿して計算した部分。青は Compton thick AGN の寄与も含めた場合。

きる。その結果、宇宙の単位体積あたりのブラックホールの総質量が、時間とともにどのように増加してきたかがわかる。図 2.28 は、そのようにして得られた「ブラックホール成長曲線」である。青色の線は、推定された Compton thick AGN の寄与も含めた場合である。この方法で計算された現在の宇宙のブラックホールの総質量は、近傍の銀河から M- σ 関係 (ブラックホール質量と、母銀河の星の速度分散との関係) で調べられたブラックホールの総質量と、ファクター 2 程度の違いで一致する。ブラックホール質量関数の時間発展を追ったより詳しい計算によると、エディントン光度比 ~ 1 、放射効率 ~ 0.1 を仮定して硬 X 線光度関数を積分することで、現在のブラックホール質量分布の形も矛盾なく説明できることがわかってきた。これらの事実は、巨大ブラックホールが、AGN としてトレースされる質量降着のプロセスによって成長してきたことを裏付けるものである。

しかし、巨大ブラックホール成長史に関しては、解決すべき問題がまだ多く残されている。最

大の不定性は、直接的にはまだほとんど分かっていない、Compton thick AGN の存在量である。これらは、X 線背景放射への寄与は小さいものの、質量降着によるブラックホール成長へは大きく寄与する。これら Compton thick AGN の光度関数とその宇宙論的進化が Compton thin AGN のそれと同じかどうか、つまり AGN 統一モデルの枠組で理解できるかどうかは全く不明である。また、ブラックホール質量関数の制限から得られた「全ての AGN がエディントン光度比 ~ 1 、放射効率 ~ 0.1 で光っている」という描像は極めて不自然であり、AGN の総合理解にはほど遠い。例えば、狭輝線セイファート 1 型銀河で起きていると考えられている超臨界降着流においては、放射効率が非常に小さく、極めて短時間でブラックホールを成長させることができる。銀河形成の初期段階において、このような急速なブラックホール成長が起こり、銀河とブラックホールが共進化してきたという可能性も指摘されている。今後の観測で、星生成銀河の多くから、「深く埋もれた AGN」が大量に発見されれば、ブラックホール成長史の理解に大きな影響を与えることになるであろう。

巨大ブラックホールに迫る

前節で述べたように、宇宙における巨大ブラックホールの進化の解明のためには、埋もれた AGN の理解が欠かすことができない。この課題に、観測的にはどのように迫ればよいのであろうか。

これらの超巨大ブラックホールは、物質を呑み込むことにより成長してきたと考えられるが、その際には、物質の重力エネルギーが解放され、強い放射を行なう。このような天体を、活動銀河核 (AGN) と呼び、AGN 活動は、星内部の核融合反応によってエネルギーが供給されている星生成活動 (スターバースト) と並んで、宇宙で最も重要なエネルギー放射メカニズムの一つである。

AGN は、中心の超巨大ブラックホールのごく近傍の、物質がまさに落ち込もうとしている降着円盤から、強い放射を行ない、星生成からの放射に比べて、以下のような違いを持つ。

- 非常に小さな領域から莫大な放射を行なっているため、時間変動がより激しい。
- 降着円盤からの放射は、紫外線が最も強く、ガスの電離/エネルギー活動を支配しているが、極紫外線 ($\lambda < 912 \text{ \AA}$) から X 線にかけての放射が、星生成に比べて相対的に強い。

AGN と星生成からの放射スペクトルの形が異なるため、もし AGN がダストに隠されていないければ、可視光線による観測から、星生成と比較的に容易に区別して、見つけ出すことができる。実際、スローン全天探査 (SDSS) などの可視光線での大規模観測により、そのような AGN は、赤方偏移が 6.43 (宇宙が始まってから、数億年) に至るまで発見され、明るい部分の光度関数、及び、赤方偏移による進化などの重要な情報が得られつつある。すばるをはじめとする大口径望遠鏡による、可視光線での同様の大規模サーベイが行なわれれば、より暗い部分の光度関数をも明らかにすることができ、ダストに隠されていない AGN に関する理解が、相当深まることが期待される。

現在の AGN の統一モデルによれば、中心の超巨大ブラックホール/降着円盤の外側、スケールにして 0.1–100 pc のところに、大量のガス/ダストが存在すると考えられている。このような大量のガス/ダストが、超巨大ブラックホールの手前の我々の視線方向に存在していれば、上記の可視光線での大規模サーベイで、このような AGN を系統的に見つけ出すことは難しくなる。ダストが、ドーナツ (トーラス) 状の分布をしていれば (いわゆるダストトーラス)、その軸方向にあるガスが、AGN 降着円盤からイオン化光子により電離される。このガス雲、いわゆる、狭線放射領域からのライン輝線の強度比は、星生成とは異なるため、見つけた銀河を片っ端から分光すれば、星生成銀河と区別して、このような AGN を見つけ出すことは可能である。

しかしながら、赤外線天文衛星 IRAS の大規模探査で見つけた、放射のほとんどを赤外線ダスト熱放射している超高光度赤外線銀河 (ULIRGs) は、中心核付近に非常に大量のガス/ダスト

が集中していることが観測的にも明らかになってきた。ダストの中心集中度が増した結果、トーラス方向のダストの柱密度が増加するだけでなく、トーラスの極方向にもダストが充満し、イオン化光子に対して光学的に厚くなってしまふと考えられる。この場合、AGN を特徴付ける狭線放射領域はもはや発達せず、可視光線による観測では、AGN のサインを見つけることができなくなる。このような AGN を、我々は埋もれた AGN と名付けるが、その詳細に関しては、ほとんど理解されていないのが現状である。

2.4.2 ダストに埋もれた AGN の探査

研究の手法

宇宙 X 線背景放射は、宇宙に存在するすべての AGN 活動の総和を反映していると考えられている。そのスペクトルの形状、及び、他波長での追観測から、AGN からの放射のほとんどは、ガス/ダストに吸収されていることが明らかになってきた。つまり、宇宙に存在する AGN のほとんどは、埋もれた AGN であり、そのような AGN の理解なしには、AGN の総合的理解はありえない。従って、従来の手法では見つけることの困難な、埋もれた AGN をきちんと見つけ出し、その光度を定量的に評価する手法を確立することは、急務である。このような埋もれた AGN からのエネルギー放射は、周囲のダストにほとんどすべてが吸収され、赤外線でダスト熱再放射される。従って、エネルギー的に重要な埋もれた AGN は、赤外線で見える赤外線銀河のような種族の中に潜んでいるであろう。

赤外線銀河の光度には、埋もれた AGN だけでなく、スターバーストも当然寄与していると考えられる。従って、赤外線銀河において、スターバーストと埋もれた AGN が、それぞれエネルギー的にどの程度寄与しているかを定量的に求めることが、埋もれた AGN の研究にとって、非常に重要になる。赤外線銀河のダストの向こう側のエネルギー源が、AGN とスターバーストのどちらに起因しているのかを区別する方法の一つとして、波長 $3\text{--}20\mu\text{m}$ に観測される、PAH 放射を利用する方法がある (図 2.29)。PAH とは、ベンゼン状の炭素を主要な構成要素とする、大きさにして数 Å 程度の分子であり、数ミクロン程度の大きさの普通のダストに比べて、はるかに小さく、従って、壊されやすい。HII 領域と分子ガスが空間的に混在しているような普通のスターバーストでは、その境界の光解離領域で、星からの遠紫外線 ($\lambda > 1215 \text{ \AA}$) によって PAH が励起され、PAH 放射が観測される。それに対し、AGN の場合は、PAH が遠紫外線によって励起される効果よりも、強い X 線によって破壊される効果が勝ってしまう。AGN から離れると、ガス/ダスト吸収により、AGN からの X 線放射が充分遮蔽される地点が存在する。しかし、そこでは、AGN からの (より吸収の大きな) 遠紫外線も、もはや存在しないため、純粋な AGN では、PAH 放射は観測されない。代わりに、普通のダストによる、滑らかな連続線が観測される。スターバーストと AGN が混在している場合は、AGN の強さに応じて、PAH 放射の等価幅が減少する。この放射は、幅が広くて強いいため、低波長分解能の、普通の S/N のスペクトルで、比較的容易に調べることができる。そのため、赤外線銀河のエネルギー源が、スターバーストと AGN のどちらに支配されているのかを議論するために、用いられてきた。

この手法は、AGN と、普通のスターバーストを区別することはできる。しかしながら、近傍 ULIRGs の中心核からの放射の表面輝度は非常に大きく、もしスターバーストが支配しているならば、星の放射密度が非常に大きくて、放射領域が HII 領域のみからなり、分子ガスや光解離領域がほとんどないような、極端なスターバーストからなると考えられている。スターバーストの HII 領域では、遠紫外線による PAH の励起の効果より、よりエネルギーの高い紫外線による PAH の破壊の効果の方が勝るため、PAH 放射は観測されない。従って、PAH 放射を用いた従来の手法では、AGN と極端なスターバーストを明確に区別することができず、ULIRGs のエネルギー源の理

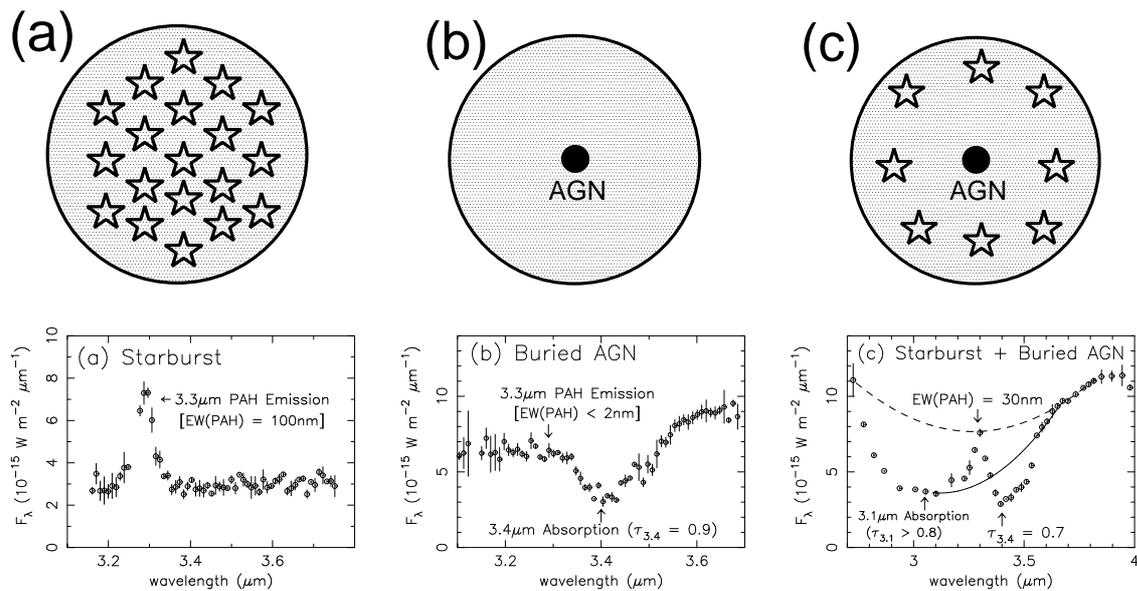


図 2.29: 2.8–4.1 μm スペクトル中の、3.3 μm PAH 放射、及び、ダスト吸収フィーチャーを用いた、ULIRGs のエネルギー源の分光診断法 (Imanishi & Dudley 2000; Imanishi & Maloney 2003)。(a): スターバーストに支配された ULIRG (Arp 220) のスペクトル。定義上、等価幅はスターバーストのダスト吸収によらないため、スターバーストに支配された銀河では、等価幅の大きな ($EW \sim 100 \text{ nm}$) 3.3 μm PAH 放射が、常に観測される。(b): スターバーストが検出されないほど弱く、埋もれた AGN に支配された ULIRG (IRAS 08572+3915)。3.3 μm PAH 放射は検出されず、3.4 μm に強い (裸の) 炭素系ダストによる吸収が観測される。(c): エネルギー的に重要な、埋もれた AGN と、検出できるレベルのスターバーストを持つ ULIRG (UGC 5101)。3.3 μm PAH 放射の等価幅と、赤外線光度に対する 3.3 μm PAH 放射光度比は、スターバーストに支配された銀河に比べて、有意に小さい。この ULIRG の場合、ダストのかなりは、アイスに覆われていることがわかり、実線の下、裸のダストによる 3.4 μm 吸収に加えて、破線の下、アイスに覆われたダストによる 3.1 μm 吸収が検出されている。これらの吸収線の光学的厚さの和は、3–4 μm 連続光放射領域までのダストの柱密度を反映する。この天体の場合、3–4 μm スペクトルに基づく、吸収補正後の AGN の光度は、赤外線光度に匹敵するほど大きいことが確認されている。

解はこれ以上には進まない。

ULIRGs 中心核において、埋もれた AGN と極端なスターバーストのどちらが実際に起こっているかを区別する目的に、我々は、ダストとエネルギー源の空間分布を利用する方法を提唱した。ダストに埋もれた AGN の場合、エネルギー源である超巨大ブラックホールが、サイズの非常にコンパクトで、周囲のダストに比べて中心集中している。それに対し、スターバーストの場合は、たとえ極端なスターバーストを考えても、エネルギー源である星と周囲のダストは、空間的にある程度混在している。前者の場合は、ダストは非常に強い温度勾配を持ち、ダストの内側ほど高温、外側ほど低温になるのに対し、後者の場合は、系全体として見れば、ダストは強い温度勾配を持たない (図 2.30)。我々は、埋もれた AGN の場合に期待される。ダストの強い温度勾配の存在を検証する方法として、熱的赤外線の異なる波長でのダスト吸収線フィーチャーを用い、異なる波長の連続線放射領域までのダスト吸収量を比較するという、独自の手法を提唱した。その詳細は、図 2.30 を参照されたい。

この手法は、いくつかの重要な特徴を持つ。

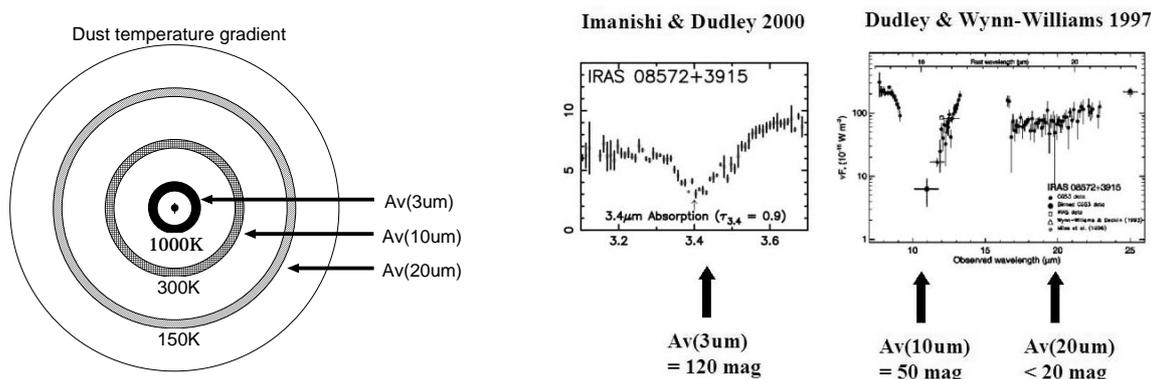


図 2.30: (左): ダストに比べて中心集中したエネルギー源である、埋もれた AGN の周囲のダストの強い温度勾配の様子。内側のダストほど高温で、外側に行くほど低温になる。3–4 μm の連続光は、一番内側の、ダスト昇華温度に近い、温度にして 800–1000K の高温ダストが支配するため、波長 3–4 μm のデータを用いて求めたダスト吸収量 $A_V(3\mu\text{m})$ は、一番内側までの値を反映する。それに対し、例えば、波長 10 μm のデータを用いて求めた、10 μm 連続光放射領域までのダスト吸収量 $A_V(10\mu\text{m})$ は、やや外側の 300K ダストまでの値を反映する。波長 20 μm のデータを用いて求めた、さらに外側の 150K ダストまでの吸収量 $A_V(20\mu\text{m})$ は、さらに小さくなる。従って、埋もれた AGN では、 $A_V(3\mu\text{m}) > A_V(10\mu\text{m}) > A_V(20\mu\text{m})$ の関係が成立する。(右): 実際の ULIRG (IRAS08572+3915) への適用例。波長 3–4 μm のスペクトル中のダスト吸収フィーチャーの光学的厚さ τ_3 から、 $A_V(3\mu\text{m})$ の値が求まる。 $A_V(10\mu\text{m})$ 、及び、 $A_V(20\mu\text{m})$ の値は、シリケート系ダストによる、波長 9.7 μm 、及び、18 μm の吸収フィーチャーの光学的厚さ ($\tau_{9.7}$ 、及び、 τ_{18}) から、それぞれ見積もられる。本天体の場合、 $A_V(3\mu\text{m}) \sim 120 \text{ mag}$, $A_V(10\mu\text{m}) \sim 50 \text{ mag}$, and $A_V(20\mu\text{m}) < 20 \text{ mag}$ と見積もられ、埋もれた AGN の場合に期待される、 $A_V(3\mu\text{m}) > A_V(10\mu\text{m}) > A_V(20\mu\text{m})$ の関係が、はっきりと確認された。一方、代表的なスターバースト銀河である M82 において、 $A_V(3\mu\text{m}) \sim A_V(10\mu\text{m}) \sim A_V(20\mu\text{m})$ の関係も確認されている。

1. いくつかの近傍 ULIRGs に関して、この手法から、埋もれた AGN のサインが検出された。その中の最も明るい ULIRG に関して、その後の、硬 X 線による長時間観測からも、埋もれた AGN の存在が追確認され、従って、埋もれた AGN の検出に有効であることが実証されている。
2. ULIRGs は赤外線で見つかるため、赤外線観測に基付くこの手法は、各天体あたりに必要な観測時間が比較的短くて済む。これは、例えば、各 ULIRG あたり、典型的に約 10 時間以上の積分が必要な硬 X 線観測に比べて、統計的に有意な数のサンプルに拡張でき、従って、ある程度異なる種族から成る可能性の高い ULIRGs を、最も系統的に観測して、理解できるという最大の利点がある。
3. 静止波長で 3 μm の分光データを用いることにより、ダストの一番内側までのダスト吸収量を見積もることができる。従って、埋もれた AGN の、ダスト吸収補正後の光度を定量的に見積もることができる。これは、例えば、硬 X 線観測の結果から、ほとんど情報のない、埋もれた AGN からの紫外線/硬 X 線の強度比を仮定して、埋もれた AGN の元々の光度を推定するのに対して、独立した手法で、かつ、より直接的な定量的議論ができるという特徴がある。

我々は、この独自の手法を、米国の赤外線天文衛星 Spitzer を用いて、近傍 ($z < 0.3$) の ULIRGs の完全なサンプルに適用し、ULIRGs における埋もれた AGN の重要性を定量的に評価する。地

上 3–4 μm 分光観測と組み合わせることにより、2007 年頃までには、近傍 ULIRGs における埋もれた AGN の役割に関しては、それなりの回答が得られよう。これにより、近傍 ULIRGs の正体、及び、近傍宇宙での、強力な埋もれた AGN の人口調査が可能になる。

さらに、この点に関しては、「あかり」も大きな寄与をしている。図 2.31(Nakagawa et al. 2007) が示すように、「あかり」は近赤外線から中間赤外線領域にわたって、連続的なスペクトルを得ることができる唯一の機器であるからである。このスペクトルには、上記で示した dust feature に加えて、AGN 周りの分子トラスに起因すると見られる高温分子ガスも見られている。

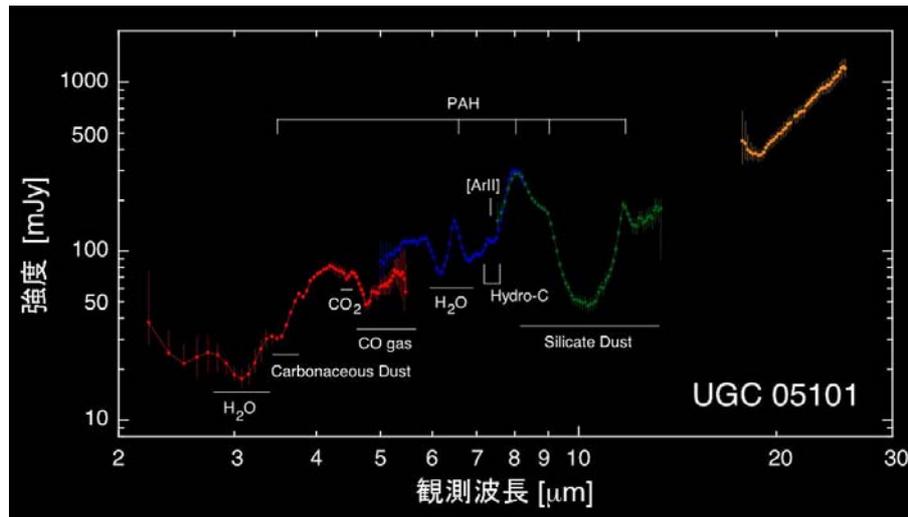


図 2.31: 埋もれた AGN をもつ銀河 UGC05101 の「あかり」衛星が捉えたスペクトル (Nakagawa et al. 2007)

SPICA の必要性

近傍宇宙においては、全赤外線放射に対する、ULIRGs の寄与は小さいため、宇宙全体の銀河/AGN 形成に対する影響は、さほど大きくはない。しかしながら、ULIRGs は、遠方宇宙 ($z=1-3$) になると、その重要度が大きく増す。なぜなら、ダストの向こう側に生じているスターバースト/AGN 活動の総和を反映する宇宙赤外線背景放射は、遠方の ULIRGs に支配されていることが分かって来たからである。これはつまり、遠方 ULIRGs のダストの向こう側のエネルギー源を明らかにすれば、宇宙全体における、ダストに隠された側の銀河/AGN 形成を理解できることを意味する。そして、この目的は、近傍 ULIRGs において確立された上記の手法を、遠方 ($z=1-3$) ULIRGs に適用することにより達成されるのである。これを現実的にするためには、以下の観測能力が必要となる。

- 観測波長で 5–100 μm の分光能力を持ち、赤方偏移した、静止波長で 3–20 μm の光を観測できる。
- この波長帯で、10 μJy 程度の明るさの天体を観測できる。

この要請は、まさしく、JWST、Herschel といった外国の次期計画に対して、SPICA が最も優位に立つ特徴を最大限に生かすものである。日本で提唱された手法と、SPICA が最も能力を発揮する波長帯での観測の組み合わせは、埋もれた AGN の研究に対して、日本独自の成果を生み出すことを可能にする。

SPICA の打ち上げは 2010 年代初頭が予定されている。近傍 ULIRGs に対して確立された手法を、遠方 ULIRGs に対して即座に適用して、成果を出すには、計画通りの SPICA の成立が欠かせない要素となる。

期待される成果

地上大型望遠鏡を用いた観測による、遠方 ULIRGs の赤方偏移の決定、及び、SPICA によるこれらの天体のエネルギー源の系統的な研究の組み合わせは、埋もれた AGN の宇宙論的進化を、観測的に明らかにすることができる。これにより、

- 埋もれた AGN は、ダスト吸収を受けていない AGN と同様の進化を示すのか?、あるいは、最近提唱されているように、埋もれた AGN の方が、より最近に活発になる天体で、従って、両者は全く別の種族なのか?
- 近傍宇宙で普遍的に見つかる超巨大ブラックホールは、埋もれた AGN とダスト吸収を受けていない AGN の、どちらによりもっぱら形成されたのか?

といった、AGN 研究において最も重要な課題を明らかにすることができる。

トラス状ダストによる吸収を受けている AGN に比べて、埋もれた AGN までのガス/ダスト吸収は、より大きいことが示唆され、大部分は Compton-thick ($N_{\text{H}} > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$) の状態になっているであろう。従って、AGN からの強い X 線放射を直接検出するには、10keV 以上での観測が必須となる。ULIRGs の光度、及び、宇宙赤外線背景放射に最も効いているであろう、Compton-thick な埋もれた AGN に関しては、既存の X 線衛星では、ほとんど制限を加えることができない。日本の次期 X 線衛星 NeXT は、10keV 以上の X 線で、これまでにない高感度観測を行なうことを計画している。SPICA により、埋もれた AGN の存在が明らかになった遠方 ULIRGs のいくつかを、NeXT を用いて追観測すれば、埋もれた AGN の理解は、より深まるであろう。NeXT は、2013 年頃の打ち上げが計画されている。同時期の SPICA の打ち上げは、この点からも強く要請されるものであり、埋もれた AGN 研究において、日本独自の成果を世界に発信するために、欠かせない条件となっている。

遠方の ULIRGs は、現在の主流である、冷たい暗黒物質 (CDM) に基づく構造形成のシナリオでは、説明できない種族である。SPICA、NEXT を用いた遠方 ULIRGs の観測は、CDM の枠組を超えた、究極の銀河/AGN 形成のモデルを構築するに際し、最も本質的な観測データを提供できるであろう。

2.5 星・惑星系の誕生と進化

2.5.1 低質量星の形成

SPICA を用いた低質量星の形成の研究において、どのようなテーマが重要となるかを考えてみたい。

最初に、太陽質量程度の星の形成に関してだが、過去 30 年間の研究を通して、その概要はほぼ分かったと言って良い。もちろん、現在でも、星形成前の分子雲コアの性質や進化に関する問題、クラスターや多連星系の形成の問題など、未解決の問題も多い。また、現在のパラダイムも、将来 SPICA などの観測結果を受けて、大幅な変更を迫られる可能性もある。

にもかかわらず、あえて概要が分かったとする理由は、現時点で図 2.32 のようなイメージが描けるからである。この図に描かれていることは、30 年前にはほとんど観測的な裏付けがなかった。

銀河系内で星の形成が起こっていないからといって、当時の共通の理解だったと言えよう。

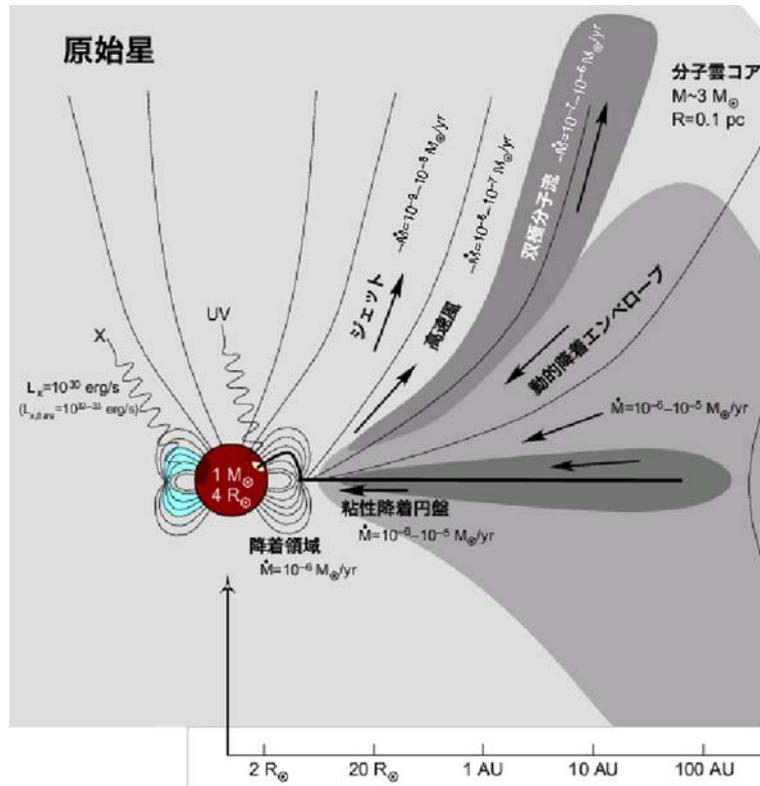


図 2.32: 若い低質量星の星周構造

原始星は分子雲コアに埋もれており、分子雲コアから直接、あるいは星周円盤を通して、質量降着を行うことで成長していく。この降着によって、原始星は光度の大部分を得ている(原始星の定義¹)。また、分子雲コアに埋もれている結果、大部分の原始星は Class 0 または I と呼ばれるエネルギースペクトルを示す。ほとんどすべての原始星では、双極分子流というアウトフローが見られる。原始星の寿命は分子雲コアの力学的タイムスケールと等しく、10 万年程度である。

T Tauri 型星は、準静的な重力収縮によって光度の大部分を得ている星であり、そのほとんどは HR 図でハヤシ・トラック上に位置する。T Tauri 型星のうち、古典的 T Tauri 型星 (CTTS) は、原始星が進化して周囲の分子雲コアやエンベロープが消失したものと考えられ、星への質量降着は星周円盤(原始惑星系円盤)を通して起こっている。CTTS は、強い星風を伴っており、また多くは Class II と呼ばれる赤外域で平坦なエネルギースペクトルを示す。CTTS の寿命は、100 万年程度である。

これに対して、輝線の弱い T Tauri 型星 (WTTS) は、星への降着領域や星風から放出される輝線を示さない。これは、CTTS が進化して、中心星近傍の原始惑星系円盤が光学的に薄くなったためと考えられている。WTTS は、もともとアインシュタイン衛星による X 線の観測からその存在が分かってきた。CTTS から WTTS にかけての原始惑星系円盤では、惑星系形成が進行するものと考えられている。WTTS の寿命は、1000 万年程度である。

さて、SPICA であるが、極めて高い感度と、適度の角分解能 (~ 1") を用いて、超低質量星の形成過程の理解が進むのではなかろうかと想像する。特に、準褐色矮星(孤立惑星質量天体: M

¹質量降着が原始星の構造に影響を与えており、結果として星が準静的な状態にないことは本質的である。もし、質量降着率が小さくて星の構造に影響を受けないようであれば、そのような星は単に分子雲コアに埋もれた古典的 T Tauri 型星である。

<0.013 M_{\odot}) のような超低質量星は、その形成過程が惑星系形成と何らかの類似点なり関係がある可能性があり、重要なテーマとなるであろう。

超低質量星の形成については様々な説があるようだが、大きく分けると次の2種類となる。すなわち、(1) 図 2.32 と同様、降着によって小質量の原始星コアが成長して形成される場合と、(2) 原始惑星系円盤の重力不安定性によって形成され、何らかの力学的相互作用の結果として主星の重力圏から放出される場合である。

褐色矮星 (0.013 M_{\odot} < M < 0.08 M_{\odot}) については、一部に星周円盤を伴うものがあることが知られている。そのような場合には、降着によって成長する (1) の過程が有望であろう。たしかに、(2) の過程では円盤が形成される必然性はないし、また形成されても力学的相互作用の過程で消失してしまう可能性もある。

準褐色矮星のような超低質量星の形成が、もし (1) の過程を経るならば、それなりに質量の小さい分子雲コアから形成されるであろう。なぜなら、初期の分子雲コアが原始星に比較して極端に重ければ、重力圏内にある余分なガスをアウトフローによって吹き飛ばすことは困難だからである。初期に存在した分子雲コアのガスは、アウトフローがなければ原始星コアへと降着を続け、それによって原始星は成長してしまう。もっとも、原始星が H II 領域内にあれば、成長する前に分子雲コアが電離され、散逸してしまうという話もある。

たとえば、質量 0.01 M_{\odot} の分子雲コアを考えてみる。これが Jeans 質量となるような水素分子密度は 10^8 cm^{-3} であり、また Jeans 長は 250AU 程度となる。この長さは、近傍の星形成領域で角度の 2" 程度に相当する。このような小さな分子雲コアは、単一口径の電波望遠鏡では分解能が不十分で検出されていないが、SPICA の感度と角分解能ならば、連続波で検出されるはずである。また ALMA のような干渉計なら、分子の種類や遷移を注意深く選べば、検出される可能性がある。このような分子雲コア中で形成される超低質量原始星の力学的タイムスケールは、1 万年以下と極めて短い。

もし (2) の過程で超低質量星ができるとすれば、それは広がった星周ガスを持っていないであろう。準褐色矮星の形成が (2) の過程によるのならば、それらはまさに「浮遊惑星」と言って良い。SPICA によって若い超低質量星や低質量分子雲コアが多数検出されてくれば、それらの形成メカニズムが解明されていくと期待される。

2.5.2 若い星からのアウトフロー

SPICA の強みは、大口径冷却望遠鏡によって実現される高い角分解能 ($0.3'' \times \lambda / \{5 \mu\text{m}\}$) と感度にある。SPICA の感度は、大部分 ($\lambda \geq 10 \mu\text{m}$) の中間・遠赤外線で、Spitzer や JWST より 1 桁以上高い (Nakagawa 2004)。このような特徴を生かして、SPICA がどのように若い星のアウトフローの研究に本質的な貢献ができるかを考えてみたい。

太陽質量程度の若い星からのアウトフローは、大きく分けてジェット、ウィンド、双極分子流の3種類に分類できる。表 2.1 には、これらのアウトフローの概要をまとめている。

ジェットは、細く収束した (部分) 電離ガスの流れで、可視光では $H\alpha$ や [S II] の輝線で、また電波では主としてマイクロ波の自由・自由放射で観測される (e.g. Mundt & Fried 1983; Bieging et al. 1984; Reipurth & Bally 2001)。ジェットのガス流中には、放射の強い場所 (ノット) が周期的に現れることが多い。スペクトルがハービッグ・ハロー (HH) 天体のものに似ていることから、ジェットはまたハービッグ・ハロー流 (HH Flow) と呼ばれる。ジェットの速度は、100-400 km/s 程度である。ジェットは、中心星が分子雲に埋もれた段階にある原始星 (Class 0 & I) で観測されることが多く、T Tauri 型星 (Class II) から WTTS (Class III) になるとほとんど観測されない (Cabrit 2002)。

実際、HL Tau や DG Tau などジェットを持つ T Tauri 型星は、Class I に近い近赤外スペクトルを示す。

ウィンドは、H α や Na D、Ca II など、可視光の許容線に見られる P Cygni 型線輪郭の吸収として、主として古典的 T Tauri 型星 (CTTS; Class II) で観測される (e.g. Hartmann 1982; Mundt, 1984; Edwards, Ray & Mundt 1993)。また、[O I] 630nm などの禁制輝線は、青方偏移していることから原始惑星系円盤と同程度に広がった領域から放射されていると考えられており、これらもウィンド起源である。ウィンドの速度は 50-200 km/s 程度で、質量放出率は $10^{-8} - 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ である。CTTS のウィンドは空間的に分解されておらず、収束の度合いなどはよく分かっていない。なお、CTTS のウィンドと似た速度や質量放出率を持つアウトフローとして、事例はごくわずかだが原始星で観測される高速中性風がある。

双極分子流には、低速で収束の悪い「古典的」なもの、高速で収束の良い超高速分子流がある (Bachiller & Tafalla 1999)。古典的な双極分子流は、すべての原始星で観測され、速度は 1-30 km/s 程度である。超高速分子流は、一部の原始星でのみ検出されており、40-150 km/s 程度の速度を示す。

アウトフローに関する最大の興味は、その形成 (加速) メカニズムにある。特に、星の近傍から直接加速されるアウトフローは、星への質量降着と密接に関係していると考えられ、星形成の理解にとって重要である。そのようなアウトフローは、原始惑星系円盤の最内端部から角運動量を抜き去り、星への質量降着を促すであろう。星近傍で直接加速されるアウトフローは、星の磁場と円盤の磁場との相互作用や、円盤内端部近傍の磁場がねじられた結果、主として磁気遠心力が働いて形成されるという考えが、現在では主流となっている。

一方、観測の観点からすれば、上記 3 種類のアウトフローの相互関係、それぞれの形成領域、中心星の進化に伴う変化などを把握することが重要となる。これらは、実はまだよく理解されていない。そのため、若い星からのアウトフローは、統一した理解に至っていないのである。たとえば一例を挙げると、理論的には磁気遠心力による加速がアウトフローの形成に有効であっても、それが 3 種類のアウトフローすべてに適用できるかどうかについては、様々な見解がある。

古典的な双極分子流について考えてみると、もしこれが円盤上で磁気遠心力によって直接加速されたものだとすれば、速度から推定できる加速領域は 1 AU より外側になる。したがって、この分子流が降着円盤から最終的に角運動量を抜き去っている可能性は小さい。また、1 AU 程度以上の半径では円盤内でオーム損失が有効に働くため、磁力線が円盤のガスに凍結せず、磁気的な加速そのものが不可能となる。このようなことから、古典的な双極分子流は、別のアウトフローに引きずられた (entrained) ものであるという見解が強くなってきている。双極分子流が、周囲にガスをまとった原始星のみに存在すること、星から離れた場所で見かけ上の加速現象を示すことなどは、引きずられたことを示す状況証拠であろう。

これに対して、原始星でよく見られるジェットや、ほぼすべての CTTS で検出されるウィンドは、その速度から星の近傍 0.1 AU 以内で直接加速されていると考えられる。また、双方とも、古典的な双極分子流を引きずるのに十分な運動量を有している。ところが、この 2 種類のアウトフローの関係は明確にはなっていない。原始星が CTTS に進化するにしたがって、ジェットの収束が悪くなってウィンドとなる (Velusamy & Langer 1998; Shu et al. 1993) のか、あるいはもともと原始星にもジェットとウィンドが存在しており、CTTS になって降着率が下がるとジェットが消失するのであろうか。たとえば、最近、私たちは [Fe II] $\lambda 1.644 \mu\text{m}$ 輝線の観測から、ジェットをもつ若い星には、低速 ($\sim 100 \text{ km/s}$) で広い開口角をもつウィンドも同時に存在していることを示した (Pyo et al. 2002, 2003, 2004, 2005) が、このことは、原始星にもウィンドが存在することを示唆している。また、高速中性風や超高速分子流は、その速度や収束のあまさから、原始星のウィンドを見ているものとも考えられる。そもそも、Class 0, I, II にわたって、ウィンドのみが常時存

在し、ジェットはFU Ori現象のように間歇的なものである可能性もある。

さてSPICAであるが、その高い角分解能と感度を用いて、3種類のアウトフローのうち空間情報が最も欠乏しているウィンドの性質を明らかにできるのではないかと期待している。ウィンドは、[O I] 63 μm や [C II] 158 μm で輝線放射をしているであろうから、これらの輝線をカバーする3次元分光を、Class 0 から Class II の天体に対して行い、その空間分布を明らかにする。その結果をジェットや双極分子流と比較することで、ウィンドの果たす役割が見えて来るであろう。

もし、大部分の Class 0 から Class II の天体でウィンドが存在することが明らかになれば、星への質量降着と最も密接に関係しているのはウィンドであることになる。その場合、ウィンドは円盤内縁部で加速される磁気遠心力風であり、星形成において最も効率的に角運動量を運び去るものとなるであろう。また、ジェットは、たとえばフレアのような、星自身の磁力線の活動性と結びつけられるかもしれない。

表 2.1: 若い星からのアウトフローの概要

Outflow	Diagnostics	Velocity (km/s)	Scale (AU)	Mass Loss Rate (M_{\odot}/yr)	Collimation	Observation
Jet						
Optical Jet HH Jet / flow	Optical & NIR Forbidden Line Emissions ([S II], [O I], [N II], [Fe II], H α), H α Emission	100–400	10^3 – 10^6	10^{-8} – 10^{-7} (Ionization fraction taken into account)	Well	Many Class 0 & I. Some Class II. Partially ionized
Radio Jet	Thermal Continuum	—	10 – 10^2	$< 10^{-7}$ – 10^{-5}	Well	Some Class 0 & I
Wind						
T Tauri Wind	Optical Permitted Line P Cygni Absorptions (H α , Na D, Ca II, Mg II)	50–200	> 0.1 AU	10^{-8} – 10^{-7}	Unresolved	All Class II
T Tauri Forbidden Emission Line Region	Optical & NIR Forbidden Line Emissions, H α Emission	5–20 (LVC) 50–100 (HVC)	> 0.1 AU	$< 10^{-7}$	Unresolved	All Class II. Two velocity components
High Velocity Neutral Wind	OH (1665 & 1667 MHz), HI	50–200	10^4 – 10^6	10^{-8} – 10^{-7}	Moderate	A few Class I. Neutral
Molecular Outflow						
Extremely High Velocity Molecular Outflow	CO, SiO	40–150	10^4 – 10^6	10^{-7} – 10^{-6}	Moderate	Some Class 0 & I. Neutral
“Classical” Bipolar Molecular Outflow	CO	1–30	10^4 – 10^6	10^{-7} – 10^{-6}	Poor	All Class 0 & I. Some Class II. Neutral

2.5.3 大・中質量星形成

1. 大質量星形成

大質量星形成は、現在に至っても小中質量星のように詳細な形成シナリオが明らかにはなっていない。大質量星は巨大分子雲コアで形成される上に進化のタイムスケールが小中質量星に比べてずっと短いので、形成段階の観測には大きな減光を乗り越える必要がある。またクラスターとして形成されるので星形成領域が非常に込み合い、高空間分解能の観測が不可欠である。この点、赤外線で高空間分解能の観測が実現できるSPICAは大質量星形成の研究に適している。

大質量星形成で現在主な課題は、大質量星形の形成過程の詳細なシナリオを明らかにすること、大質量星がクラスターとして形成される性質を明らかにすること、の2点だろう。このためにSPICAでは以下の観測(1-3)を行うのが良い。

(1) 大質量星形成領域の中間～遠赤外線放射の高空間分解能マッピングによる、領域内大質

量 YSO の質量、ステージの同定

一口に大質量星といっても、早期 B 型から O 型まで広い質量範囲、温度範囲を含んでいる。それらの形成段階の天体としても、これまでに多種多様な天体が見つかった（低温高密度コア、ホットコア、メーザ源、アウトフロー天体、超コンパクト HII 領域など）。それらの大質量 YSO は、年齢や質量について、大雑把な情報があるものの正確さはあまりないことが多い。しかし大質量星の形成過程に現れる段階やタイムスケールはおそらく質量ごとに異なっているはずで、各種の大質量 YSO を星の質量と年齢というパラメータ空間で分離しつつサンプルを統計的に集めて議論を進めていくことが重要である。そのためには、各種の大質量 YSO について、光度、温度、密度、等の基礎的な物理量を明らかにしていかなければならない。特に、大質量 YSO の場合には濃いダスト雲に覆われている、あるいは高密度なダスト雲がその前駆体であり、温度は 100K(ホットコア) からそれ以下(超コンパクト HII 領域、低温高密度コアなど)であり、そのエネルギー放射の大部分は遠赤外線から電波にかけての領域で行われているため、それぞれの光度や温度を明らかにするために遠赤外線域の SED を観測することが重要である。この際、大質量星形成領域のクラスター性から、個別の YSO を分離して SED を求めるための高空間分解能は本質的である。

(2) より初期段階にある天体探査としての IR dark cloud などの中間～遠赤外線源探査

最近では、シュピッツァー宇宙望遠鏡によって、より初期段階にあると考えられている IR dark cloud 中にも 20-100 micron の放射源があるものが見つかって来ており、低温高密度コアの中で生まれつつある大質量星が見えているのかもしれない。シュピッツァーでは、これまでに Jy 程度の天体が観測されつつあるが、これは近傍の IR dark cloud に限られており、感度が良くなる SPICA でもって IR dark cloud 中で一般的に大質量星などが生まれて来ているのかが明らかにできる。

(3) 中間赤外線帯の高分散分光による、原始星・YSO 周辺の高温度ガス運動の解明

大質量星形成に関していつも問われるのは、「大質量星も、(すでにある程度確立した)小質量星形成過程と同様の過程を経て形成されるか?」ということである。小質量星は、まず分子雲コア収縮によって原始星が形成され、その後、周囲の物質が降着円盤を経て原始星に降着することにより成長する。さらに、降着の際には一部の物質はジェットやアウトフローとして放出される。同様な構造が形成中の大質量星周囲でも見られるのが調べべくこれまでも観測がなされており、最近では電波干渉計によるアンモニア分子輝線の高分散能観測などで回転分子円盤を見つけたとする例が複数出てきつつあるがほとんどは早期 B 型星を中心星に持つと予想されている。その意味で早期 B 型星については比較的小質量星に似た円盤を経た形成経路をたどっている可能性が考えられるが、その詳細は、まだほとんど明らかになっていない。さらに、O 型星に至ってはまだ円盤の存在が確立されたとはいえない。従って、実際に星までどのように降着しているのか、いろいろな大質量 YSO の星周ガスの運動を明らかにする観測や、O 型星の周囲の構造や速度場を明らかにするための観測がさらに必要である。3.5m の SPICA の場合には円盤を直接分解するには向いていないが、遠赤外線域の高励起 CO 輝線や、中間赤外線域の HCN, C₂H₂ 輝線等が高密度・高温のガスをトレースするため、大質量原始星の高分散分光 ($R \sim 100000$) を行うことによって原始星周囲のガスの運動を調べられる可能性がある。これは、低い励起の輝線でトレースされる広がったエンベロープと星とを結びつけるミッシングリンクとなりうる。また、高分散分光は赤外線域で検出される高温稀少分子のアバンダンス・温度・密度などを導出できるため astrochemistry の観点からも重要である。Chemistry とダイナミクスの両者を組み合わせることによって、大質量 YSO 周りの各分子層の分布や運動から、星形成のシナリオを議論できるようになる可能性が

ある。大質量星は理論的にも観測的にも非常に大きな質量降着率 ($0.001-0.01 \text{ Msun/yr}$) をもって形成されるものと考えられているが、赤外線高分散分光によって大質量 YSO への質量降着率やその時間進化を直接的に観測できると、面白いだろう。実際にこのような R 100000 の中間赤外線分光は、地上で TEXES という装置によって、IRTF や Gemini を用いて始まっており、大質量原始星における高温分子の検出や、中質量星ぎょしゃ座 AB 星における水素分子ガスの回転曲線の検出などの成果が出始めている。SPICA では地上からは観測が難しい波長域の高分散分光に特に大きなメリットがある。

以上の観測テーマを考えると、大質量星形成観測の観点からは、SPICA では 10-200 micron 帯の回折限界撮像装置が重要である。その際、大質量星形成領域には様々な YSO が存在し、その中には非常に明るい天体もあるために観測手法として検出器の飽和対策が重要になる。IR dark cloud のような低温高密度コアの場合には避けられるが、既に知られた大質量形成領域などは、IRAS フラックスにして数百～数千 Jy にもなるため、飽和対策は非常に重要である。また、高分散分光器は他の観測では得られない星周辺のガスの運動・化学を明らかにするのに役立つ。line 検出だけであれば数万の分散、ただしガス運動まで調べるには 10 万以上が望ましい。

また、大質量星形成領域を SPICA で観測する場合によく注意すべきなのは、対象領域には様々な種類の YSO が存在し、その中には十分に明るいものが混じるために観測手法として検出器の飽和対策が重要になるということである。低温高密度コアの場合にはこれはかなり避けられるが、これまでに大質量星形成領域として認識されているような領域の場合には IRAS フラックスにして 10 - 100 ミクロン帯で数百から数千 Jy にもなるためこの問題は重要になる。

2. 中質量星形成

最近、地上 8m 望遠鏡による赤外線高解像度観測が急激に進展したことにより、中質量星の星周円盤の観測がさかんになっている。特に、すばる CIAO やハッブル宇宙望遠鏡をはじめとする近赤外線域のコロナグラフ観測からは、円盤がスパイラル状であったり、リング状であったりと、決して一様ではない構造を持つことが明らかになってきた。またすばる COMICS など地上 8m 級望遠鏡の観測からは、Herbig Ae/Be 型星の 10-20 ミクロン帯放射 (150-300K 相当) 領域のサイズの測定が進められ、一部の天体では、良く使われる円盤モデルでは説明できないようなひろがりを持つものなどが見出されたり、またフレア円盤の検出例が出てきつつある。また円盤ダストの空間分布の観測からは、PAH ダストが 50 100AU 以上にひろがっていることなども見え始めている。

この中で SPICA に期待されるのは中間から遠赤外線域での円盤内ダスト分布を求めることであろう。特に、30 ミクロン帯よりも長いところでは、SPICA はこれまでにない空間分解能と高感度を同時に達成できる魅力的な装置であり、30 ミクロン帯から遠赤外線域にかけての円盤の鉱物学を大きく発展させられる可能性がある。この波長域には、シリケートや氷などの鉱物に特有なバンド構造が存在する。バンド構造は鉱物の組成・温度・結晶状態・サイズなどに依存しているため、それらを円盤に対して空間分解しながら観測することで、円盤内のダストの詳細な分布を明らかにすることができる。詳細は円盤の章節にゆずるが、このようなダストの分布は、ALMA による分子線観測が明らかにするであろうガスの円盤内分布とともに、円盤がどのように進化し、惑星系が生まれてくるのかを研究する非常に重要な情報となる。

また、高分散分光の手法は中質量星の形成にも適用できる可能性がある。SPICA は観測限界がぐんと向上することを考えると、明るい大質量原始星ばかりでなく、中質量星原始星周

団の chemistry とダイナミクスについて赤外線高分散分光から議論できるようになる可能性は高い。

2.5.4 銀河中心における星形成

銀河系はディスク・バルジ・ハローといった成分から成り立っている。これらに加えて、バルジの中心部には若い星も含んだもう一つの成分が存在すると考えられるようになってきた。もっぱら古い星から成るバルジが半径 3kpc 程度にひろがっているのに対し、stellar cusp または nuclear bulge (Philipp et al 1999) とか Central Molecular Zone (CMZ; Morris & Serabyn 1996) とよばれる成分は、半径 300pc 以内・高さ方向には数十 pc 以内に集中して星や分子雲の密度が非常に高い点で、はっきりと区別される成分だと考えられる。

この CMZ は、私達の銀河系の中心部の進化を研究する上でも、銀河一般の中心核を研究する上でも重要な領域である。しかしながら、ここでの星形成史は良くわかっていない。この領域は、潮汐力が強くガス圧が高く磁場も強いいため、よほど大質量の雲でないかぎり収縮せず、雲と雲の衝突による衝撃波でしか星形成が起こらないのではないかと、そして大質量の星にかたよった質量関数が実現しているのではないかととも言われている。

実際、銀河中心 1pc の星団 (Central Parsec Cluster; e.g., Genzel et al 2003) に加えて、五つ子星団 (Quintuplet; 年齢は 1-3Myr; e.g., Okuda et al 1989) や電波アーチ部の星団 (Arches または Object17; 年齢は 3-5Myr; e.g., Nagata et al 1995) が近赤外観測で銀河中心近くに見つかり、それらの質量関数はかなりフラット (大質量星が多い) であるとされている。しかしながら、現在のところ見つかっている星団はこれだけである。K バンドまでの赤外線全天サーベイ 2MASS のデータベースを調べて銀河中心方向にある星団候補を選び出した論文もあるが、2MASS の観測ピクセルサイズは 2" と大きく、銀河中心周辺の混み合った星野では、偶然の星の重なりや減光の小さな領域を選び出したに過ぎない可能性が高い。

一方、細かいピクセルの観測から求められた K バンドの光度関数からは、中心付近の数十 pc では、バーデのウィンドウ方向に比べて若い星が多いのではないかとデータが得られている (Mezger et al 1999)。したがって、若い星団だけではなく孤立した若い星もまた銀河中心のごく近く (数十 pc) には数多く存在するのかもしれない。とは言え、個々の星について確かに若いという観測的証拠を得たものではなく、また、重要な長波長の観測では、十分な空間分解能で広い範囲を観測した例はない (e.g., Launhardt et al 2002)。

このように、CMZ 全体での星形成については観測的にほとんどわかっていないのが実情である。この領域を、K バンドよりも長波長で若い星や超巨星の質量放出を選り分ける性能にすぐれ、空間分解能においても銀河中心部の明るい星を分解できる SPICA によって観測すれば、これまでにない探査が可能で、銀河の中心核の進化に関して前例なき知見を得ることができる。

2.5.5 星形成と星間物質

SPICA が標榜する「天体の誕生と進化」の一般論の確立には、現在における星形成機構の解が 1 つの礎石である。また、恒星が星間物質の重力収縮の結果誕生するにすぎず、星形成の理解を深めるためには、星間物質自体の理解もより深化させなければならない。ところで我々の星形成プロセスの理解のうちで、どの段階の理解が不足しているのであろうか？言わずもなから、「星形成の初期条件」に関する情報が不足しているのである。そこで、本稿では、SPICA による星形成の初期条件の探求を、星間物理学の立場からあたってゆく。

星形成の初期条件の解明にはどのようなアプローチが許されるのであろうか？大まかには 2 つの

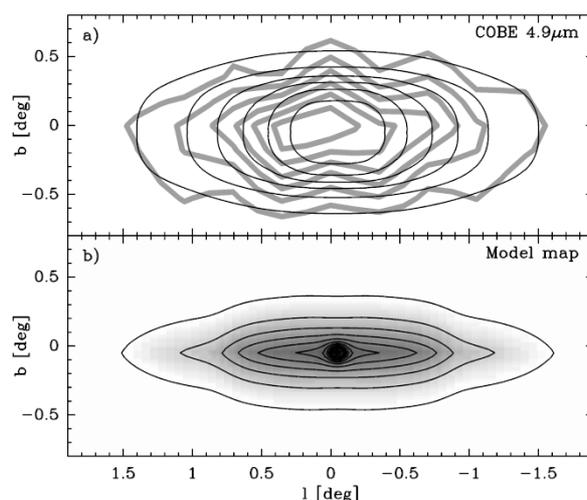


図 2.33: Launhardt et al (2002) が、COBE の波長 $4.9\mu\text{m}$ データとそのスムージング (上図) から deconvolve して求めた、銀河中心部数百 pc の赤外線放射のピーク (下図)。これよりも大きなスケールとは異なり、若い星が数多く含まれると考えられるが、長波長では未だ空間分解されていない。

方向性があると思われる。それぞれ、(1) 星形成領域の周りを広く観測する、そして(2) 若い星形成領域を詳細に探査することである。まず前者に関する考察をまとめる。赤外線観測衛星「あかり」によるカメレオン座領域の分子雲サーベイが行われた。1つの複合的分子雲を詳細に探査することは、星形成の現場の解明には欠かせないと思われるが、星形成の初期条件の解明のためには、分子雲の周りにもう少し広がった成分を検出する必要がある。この拡散成分は分子雲の自己重力分裂の初期情報を残しているものと期待される。重要となる輝線は水素分子の回転準位で、これは中間赤外線領域に入ってくる。さて、この拡散成分は微光であると予想されるために、少なくとも観測に用いる望遠鏡には集光力が必要とされる。この意味で、SPICA で予定されている口径 3.5 m は非常に魅力的である。期待される検出性能も大雑把に評価してみる。分子雲周辺の拡散ガスの奥行きを 10 pc、水素分子存在比を 1 パーセント、距離を 500 パーセク、角分解能を 5 秒角、線幅は 1km/s とし、Hollenbach and McKee (1979) の古典的理論モデルを採用することで、 $J=2-0$ 回転遷移は sub-mJy となる。水素分子量に依存するものの、十分に SPICA で狙えるサイエンスに入ってくるものと思われる。

また、星形成の不活発な分子雲の詳細観測も興味深い。もちろん、その進化段階が若くあるからである。具体的な対象は Maddalena cloud (Maddalena and Thaddeus 1985) である。Maddalena cloud とは、質量が約 100 万太陽質量で、CO の輝線幅が広く、同様な分子雲に比べて星形成が顕著でないといった性質を持つ。また、(これからの詳細観測に負うところもあるが) 概ね一様でとくに分子雲の複合体として存在しているわけでもない。以上の特徴は Maddalena cloud を若い分子雲と捉えてよい可能性を示唆する。この分子雲をより良い角分解能をもった望遠鏡により観測することで、埋もれた星形成領域を多数みつけれられるかもしれない。実際、例えば 10 太陽光度の標準的なクラス I 天体の SED を考えると現存の望遠鏡でも Maddalena cloud 内に赤外線源を確認できるはずであるが、角分解能が不十分にために YSO をきちんと検出できていない可能性がある。幸い、SPICA で期待される 5 秒角の角分解能があれば、標準的な YSO のサイズである 0.01pc スケールの赤外線点源の分布を Maddalena cloud で捉えられる可能性がある。「あかり」のサーベイ観測により特に明るい YSO が (単独もしくはクラスタとして) 数個でも検出されたならば、本プロジェクトはより現実味を帯びてくるはずである。

ここまで考えると、星形成の初期条件に継る分子雲形成の現場をおさえたい。そこで期待されるのが低温度 HI ガスの輝線サーベイ、及び拡散成分水素分子輝線サーベイである。それぞれの成分の空間的濃淡と温度分布が把握されることになるので、どのような時間スケールで分子雲への星間ガスの自己重力収縮が起きているかを解明することができる。前者の低温度 HI ガスの輝線サーベイはアレシボの 21cmHI サーベイの結果を期待する。SPICA は後者の役割を担うことになる。さて、仮に Maddalena cloud が本当に若い分子雲だとするならば、その周りに低温な HI ガスや HI から水素分子になりかけている領域が検出されるかもしれない。HI ガスから分子雲への実証的な物理モデルの完成への大きな一里塚となる。具体的な検出フラックスの評価も行ってみる。水素分子ガスの拡散成分が 10pc 程度のクランプの集合体と、便宜的に仮定してみる。そうすると、水素分子存在比を 0.1 パーセント、典型的に 1 キロパーセクまで十分に検出できるとする、角分解能を 5 秒角、線幅は 1km/s とし、先ほどと同様に Hollenbach and McKee (1979) の古典的理論モデルを採用すると、 $J=2-0$ 回転遷移はマイクロ Jy 程度強と見積もられる。不定性の大きな検出フラックスの評価ではあるが、Maddalena cloud 周辺のサーベイ観測が行われるならば、何らかの想像以上に大きな観測的成果が得られることを期待させる。

より大域的に銀河スケールでのダイナミクスと星形成機構を関連させた理解も必要とされるだろう。本来的に興味ある系は孤立した円盤銀河かもしれないが、物理現象を把握するためには、極端な環境を調べることからヒントが得られる場合もある。そこで、ガスリッチな環境での星形成の現場が期待できる、衝突している円盤銀河に着目する。衝突している銀河間にある ISM の赤外線輝線マップの作成を行うのである。さて、星形成の初期条件に迫るためには、最低限、星形成領域と関わっている領域とそれ以外を区別する必要がある。衝突銀河 NGC 4568 を例に、その距離を 15Mpc として具体的な数値をあたってみる。大域的な星形成領域は巨大分子雲とみなし、その分子雲のサイズを 100pc とすると、巨大分子雲自身の把握に必要な角分解能は 5 秒程度となる。もちろん、HI ガスの量と水素分子の量を具体的に知りたいのであるが、水素分子量が着目している領域における ISM 全体の 10 パーセントとすると、個々の巨大分子雲から期待される水素分子輝線のフラックスはマイクロ Jy 程度となり、これも SPICA のサイエンスに入ってくる。HI 観測値との比較をすることにより、分子形成効率という形で星形成の初期条件が定量化できるものと期待する。

2.5.6 スーパースタークラスター

昨今のハッブル宇宙望遠鏡の観測により、合体中の赤外線銀河や、銀河群、孤立銀河において、非常にコンパクトで、明るい星の集団が見つかった。このような種族を、Super Star Cluster(SSC)と呼ぶ(図 2.34 参照)。SSC は、非常に若くて、質量の重い、つまり、明るい星の集まりであると考えられ、系全体の質量は、重いもので $10^6 M_{\odot}$ 程度にもなると考えられている。

SSC は、年老いた星の集団である、球状星団に進化していく可能性があると考えられており、もしそうであれば、渦巻き銀河の合体による楕円銀河の生成説と、楕円銀河と渦巻き銀河での単位光度あたりの球状星団の数の違いという、長年の大きな対立を解決できる可能性がある。

SSC の正体

SSC はサイズのコンパクトであるため、SSC 以外の星による銀河全体に広がった成分と分離して、SSC の正体を正しく理解するためには、高空間分解能での観測が必須である。HST による、可視光線から近赤外線での観測では、SSC とそれ以外の銀河の星の放射成分を分離して議論することが可能である。しかしながら、若い星の集団である SSC は、特に若いものほど、ガス/ダス

トのより奥深くで生じていると考えられるため、ダスト吸収の影響を大きく受けるこれらの波長では、SSC を正しく理解することは難しく、透過力の強い中間赤外線での観測が、信頼できる結果を提供するために、必要不可欠である。

SSC の正体を理解する目的において、特に重要な物理パラメーターは、(1) 年齢、及び、(2) 星の総質量であろう。中間赤外線 ($5\text{--}30\mu\text{m}$) の中分散 ($R>500$) スペクトルにおいて、

1. 同程度の波長に存在する、電離ポテンシャルの高いラインと低いラインの強度比、例えば、 $[\text{NeIII}](15.6\mu\text{m})/[\text{NeII}](12.8\mu\text{m})$ 比から、年齢が推定でき (Thornley et al. 2000)、
2. 同程度の電離ポテンシャルを持つが、異なる波長に存在するライン、例えば、 $[\text{SIII}](18.7\mu\text{m}) / [\text{SIII}](33.5\mu\text{m})$ の強度比、あるいは、 $9.7\mu\text{m}$ シリケート系ダスト吸収の光学的厚さから、ダスト吸収量を見積もることができ (Genzel et al. 1998)、そして、星起源の (近) 赤外線連続光の観測値に対して、このダスト吸収補正を施してやれば、星の総質量を求めることができる (Alonso-Herreó et al. 2004)。

地上観測では、地球大気による吸収により、観測波長が $8\text{--}13\mu\text{m}$ (N バンド) と $18\text{--}23\mu\text{m}$ (Q バンド) に限定されてしまうため、この研究は、衛星による赤外線分光観測のみによって実現可能である。

ISO や Spitzer と言った小口径の赤外線衛星では、この手法を用いて、銀河の広い領域からの放射を詳しく研究することはできるものの、非常に近傍の、ごく数個の銀河を除けば、SSC の詳細な研究は困難である。最大の原因は、空間分解能の悪さであり、SSC とそれ以外の銀河の星の成分と分離できず、また、年齢などの大きく異なる複数の SSC をまとめて観測しているため、個々の SSC の正体に対して、誤った情報をもたらすからである。実際、いくつかの SSC において、これまでの中間赤外線と近赤外線での観測結果は、必ずしも一致していない (Martin-Hernandez et al. 2005)。口径 3.5m の SPICA は、波長 $10\text{--}20\mu\text{m}$ で、 $<1.5''$ の空間分解能での分光観測が可能である。この空間分解能は、距離が 80Mpc 以下 ($z<0.02$) の銀河に対しては、物理的スケールにして $<600\text{pc}$ に相当する ($H_0=75$)。従って、個々の銀河内の複数の SSC の性質の違い、合体段階の異なる赤外線銀河中の SSC の年齢の違い、孤立銀河と合体銀河での SSC の総質量の違いなどに関して、信頼できる情報を提供することができ、SSC の進化といった、総合的な理解が初めて可能となる。

SSC の、銀河の赤外線光度に対する寄与

合体中の赤外線銀河は、赤外線で莫大なダスト熱放射を行っており、その放射のエネルギー源としては、AGN と星生成が考えられる。ISO による中間赤外線での深撮像観測によって検出された $z=0\text{--}1.5$ の銀河の大部分 ($>75\%$) は、赤外線銀河であることが判明し、また、このような赤外線銀河の光度密度は、 $z=1$ では現在に比べて約 40 倍も大きいことが明らかになった。従って、このような赤外線銀河の光度の起源を理解することは、宇宙における銀河/AGN 生成を理解する上で、非常に重要である。星生成としては、中心核の非常にコンパクトなスターバースト、銀河全体に広がった星生成、SSC が考えられる。SPICA を用いて、遠赤外線での高空間分解能 ($3\text{--}5''$) の観測が可能になれば、銀河全体の赤外線光度に対する SSC の寄与を見積もることができ、銀河形成に対する SSC の光度的役割を定量的に評価できる。



図 2.34: 近傍 (距離 4.1Mpc) の矮小銀河 NGC5253 の HST の画像 (Alonso-Herrero et al. 2004 ApJ 612 222)。いくつかの明るいコンパクトな天体が SSC。

2.5.7 初期質量関数

初期質量関数 (IMF)、すなわち、星の原初の質量分布、の問題は、1955 年の Salpeter の論文から約 50 年もの歴史がある。IMF に含まれる情報、すなわち、星の最大・最小質量、生まれやすい星の質量 (関数のピーク) などは、星形成の物理において最も重要なパラメータである。IMF の普遍性の有無とその母体となる分子雲との関係も興味深い。フィールド星の統計から始まった本研究は、近年、散開星団および星形成領域のクラスターの観測によって大きな進歩を遂げた (e.g., Lada & Lada 2003)。

フィールド星の研究から、質量関数の形はべき乗則に従い $dN/dM \propto M^{-a}$ ($a \sim 2.3$) であるが、低質量側で平坦になる傾向がある。しかしながら、フィールド星の観測は、個々の星までの距離がバラバラであり、観測可能な太陽近傍には大質量星が少なく、過去から現在までの星形成が混合する問題が含まれる。いっぽう、若い星団や星形成領域は、距離・年齢が比較的揃っており、メンバーである個々の天体が (年齢が若いために) 明るく、従って、比較的遠方まで観測できるので、大質量星もサンプルすることができる。若い天体ほど明るい特徴は、特に IMF の低質量側の解明に適している。これによって、初めて褐色矮星の質量に至る IMF の形が有意に決められるようになった。オリオンのトラペジウムクラスター (図 2.35) において求められた IMF を図 2.36 に示す (Muench et al. 2002)。

1. $10 M_{\odot} > m > 0.6 M_{\odot}$ では Salpeter に従い、
2. $0.6 M_{\odot} > m > 0.1 M_{\odot}$ に幅広いピークを持ち、
3. $0.1 M_{\odot} > m > 0.015 M_{\odot}$ では減少し、
4. $0.015 M_{\odot} > m$ では再び増加する

傾向が見て取れる。しかしながら、 $m < 0.1 M_{\odot}$ においては他の星形成領域による振る舞いの差なども指摘されており、これまでの星団・クラスターのサンプルでは統計的に不十分である。

SPICA の圧倒的な感度と解像度によって、銀河系内の遠方のクラスターを中間赤外線および遠赤外線で分解し、地上の高解像度近赤外線データと結びつけることにより、個々のメンバー天体の光度と温度をこれまでになく精密に決定することができる。これらを、HR 図にプロットし、refine

された超低質量天体を含む YSO の進化理論と組み合わせて、質量に焼き直す。標準的な手法であるが、従来に無い高い精度で、惑星質量に至るまでの YSO の質量関数を求めることができる正統的なアプローチである。

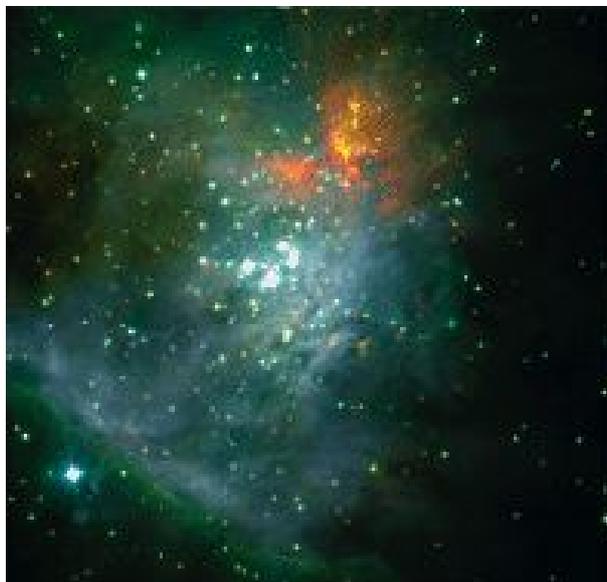


図 2.35: オリオン・トラペジウムクラスターの近赤外線 (JHK) 画像 (Muench et al. 2002 より)。

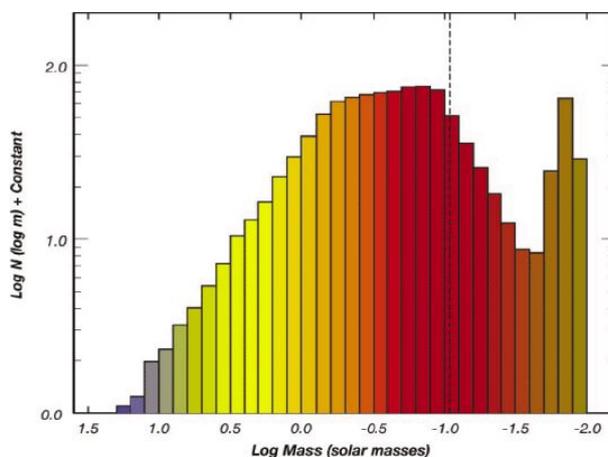


図 2.36: オリオン・トラペジウムクラスターの IMF (Muench et al. 2002 より)。

2.5.8 星形成と星間化学

- 要旨

中間赤外から遠赤外にかけては様々なガス (分子・原子・イオン) および固体 (氷・ダスト) のバンドが存在する。SPICA による星形成領域の分光観測では、星間物質が原始星エンベロープ・星周円盤に取り込まれ、惑星系を形成するまでの物質科学的進化に迫ることが可能となる。また励起状態の異なる複数の輝線観測から原始星コア、エンベロープや円盤における温度・密度・速度構造を探り、星・惑星系形成の物理過程を詳細に解明する。

- 背景

星形成の現場である分子雲はその名の通り主に分子ガスから構成されており、今までに 100 種程度の分子種が主に電波観測で検出されている。低温・低密度のため化学組成は非平衡であり時間とともに変化する。また星形成による温度・密度の上昇も組成を変化させる。星形成過程はいくつかの特徴的な段階に分けられる—(1) 星形成前の低温・高密度な星なしコア、(2) 厚いエンベロープが生まれたばかりの原始星に降り積もる Class 0 天体、(3) 原始星と星周円盤をエンベロープが取り囲む Class I 天体、(4) エンベロープが散逸し原始星と円盤がむき出しになった Class II 天体、(5) 円盤からの赤外線放射が弱まった Class III 天体—である。

- Hot Core および円盤の化学

気相でのイオン-分子反応を軸とした星間化学の理論モデルは分子雲で見つかった分子種の 8 割についてその存在度を再現している (Terzieva & Herbst 1998)。

しかし H_2 , H_2O , CO_2 , CH_3OH などいくつかの基本的な分子の存在量は気相反応だけでは再現できない。これらの生成にはダストに吸着した分子や原子によるダスト表面反応が大きく寄与していると考えられる (e.g. Watanabe & Kouchi 2002; Stantcheva & Herbst 2004)。またダスト上での化学反応を模した実験では、表面反応がアミノ酸などを含む大きな有機分子を生成するという結果も得られている (Bernstein et al. 2002; Muñoz Caro et al. 2002)。よってダスト表面反応も含めた星間物質進化の解明が星間化学分野の潮流となっている。

星形成領域は表面反応を含む星間物質進化の解明に適した観測場である。近年電波観測により、星なしコアの組成の空間分布が明かになりつつある。低温・高密度なコア中心ではダスト連続波が強いにも関わらず一酸化炭素などの分子輝線が弱く、気相分子がダスト表面に凍結していることが示唆されている (e.g. Tafalla et al. 2002)。凍結した分子はダスト表面反応によって組成を変化させ、原始星誕生によって温度が上がると再び気相に戻る。実際、Class 0/I 天体に相当する原始星近傍には高温 (≥ 100 K) でさまざまな分子輝線をだす Hot Core という領域がある (図 2.37 参照)。従来 Hot Core は大質量星形成領域で観測されていたが、同様の領域が低質量星にも付随することが最近分かって来た (Cazaux et al. 2003)。Hot Core は星なしコア時代に気相からダストに直接凍結されたであろう一酸化炭素などだけでなく、 CH_3OH や比較的大きな有機分子も豊富に含む。これらは凍結中にダスト表面反応で生成されたか、または表面反応の生成物が昇華後にさらに気相反応を受けたものと考えられる。しかし空間的な広がりが小さいことから Hot Core を空間分解した観測は少ない。各分子種の真の (望遠鏡のビームサイズで平均されていない) 存在度、個々の Hot Core による組成の違い、各分子種の生成メカニズム—表面反応の生成物か、ショックや昇華後の気相反応による生成物か—等を理解するには SPICA による高空間分解能観測が不可欠である。

SPICA の観測波長も Hot Core の観測に適している。Hot Core に存在する大きな有機分子は数 $\sim 20\mu m$ にラインを持つ。また数 $10\sim 100\mu m$ の波長領域には一酸化炭素等の高励起回転遷移や原子・イオンのラインが存在し、Hot Core 内の物理状態—温度・密度・速度場など—のよい指標となる。さらに数 $\sim 20\mu m$ の波長域には様々な氷のバンドもあり、Hot Core になる前の低温コアや Hot Core 周辺の低温領域に存在するであろう氷の組成を詳細に探ることができる (図 2.8)。よって SPICA による高空間分解能分光観測では分子組成および物理パラメータの空間分布が得られ、Hot Core における複雑な化学反応過程を解明する端緒となる。

Class II 以降の天体については円盤の観測に SPICA の威力が発揮される。太陽程度の低質量星であっても星周円盤の半径数 10AU 以内の領域は比較的高温 (数 $10\sim 1000$ K) 高密度

($>10^6 \text{ cm}^{-3}$) で定性的には Hot Core と似た状態にあると予想される。しかし現存の機器では感度および分解能不足のため、この領域では近赤外で CO の fundamental mode、 H_2O の rovibrational mode が観測されているのみである (Carr, Tokunaga, & Najita 2004 and references therein)。

● シリケートダストの鉱物組成と結晶化

ISO によって多くのシリケートバンドが観測され、星間ダストの鉱物学的研究が可能となった。従来、星間ダストは非結晶で主にオリビンであると考えられてきた。しかし近年 ISO および Subaru、VLT での観測により質量放出星や若い星の周りで結晶質シリケート、さらにはフォルステライトなどオリビン以外の鉱物も見付き、星間ダストの生成・進化過程がホットな研究課題となっている (e.g. Honda et al. 2003)。SPICA の観測波長 ($10\text{-}100\mu\text{m}$) には様々なシリケートのバンドが含まれ、高空間分解能観測によって質量放出星から若い星の星周円盤に至るまでの様々な領域で鉱物組成、結晶化状態や粒子サイズを詳細に探ることができる。さらにシリケートは惑星系の主要な材料であり、惑星科学の分野では太陽系形成に関連していん石の詳細な研究も行われている。SPICA による低質量星周円盤での鉱物組成観測といん石の分析とを組み合わせれば、いん石から得られている物質科学的情報を天文学的な現象の中に位置付け、惑星系形成時の物質進化に迫ることができる。

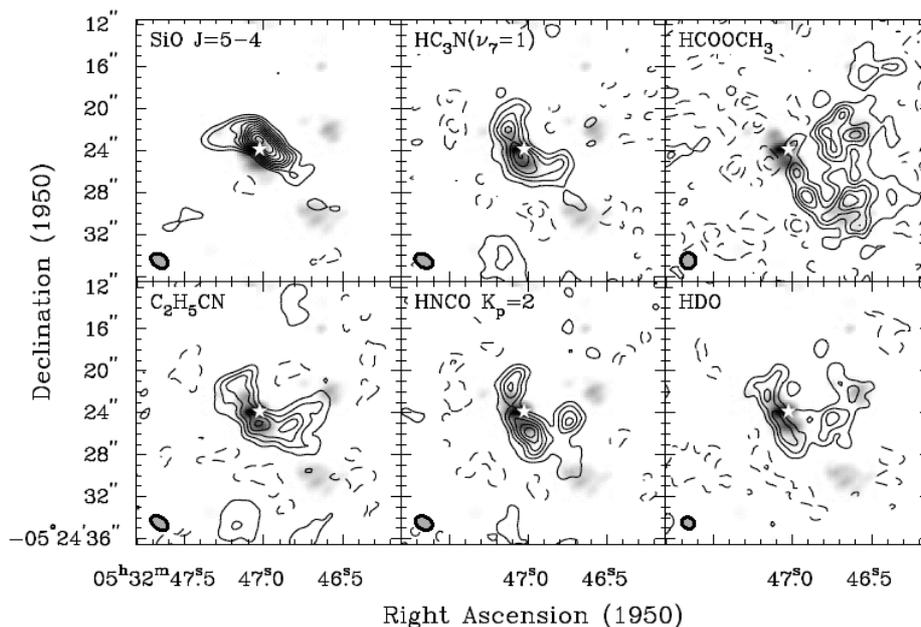


図 2.37: 1.3 mm での Orion KL の干渉系マップ。gray scale は連続波、コントアは分子輝線。星印は radio source I および SiO メーザーの位置を示す。(van Dishoeck & Blake 1998)

2.6 原始惑星系円盤から惑星へ

2.6.1 原始惑星系円盤とその進化

太陽クラスの星 ($\sim 1 M_{\odot}$) は、星間分子雲のなかでも特に密度が高く ($n(\text{H}_2) \sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$)、大きさ 0.1pc 程度の塊である分子雲コアが重力収縮することによって形成される。分子雲コアは一般

的に角運動量を持っているため、コアの中心で誕生する原始星 ($\sim 10^5$ yr) のまわりには、同時に半径 100AU 程度の星周円盤 (原始惑星系円盤) が形成される。周囲のコア物質が散逸し、中心星が古典的 T タウリ型星 ($\sim 10^6$ yr) へと進化すると、半径数百 AU の円盤が出現する。この段階の円盤は降着円盤として振る舞い、その質量は $0.001 - 0.1 M_{\odot}$ の範囲に分布し、太陽系形成の標準理論である京都モデルの予言とよく合っている。中心星がさらに弱輝線 T タウリ型星 ($\sim 10^7$ yr) へと進化すると、円盤内で微惑星が形成され、それらが惑星まで合体成長すると考えられている。最終的に中心星が主系列まで達すると ($\geq 10^8$ yr)、その周囲には多様な惑星系が出現しているであろう。

若い星のまわりの原始惑星系円盤は惑星系形成の舞台であるため、円盤の形成・進化やその物理的性質を観測によって解明することは、惑星系形成過程や惑星系の多様性を理解する上で必須である。分子雲コアの密度分布や角運動量分布を観測的に明らかにすれば、円盤形成にとっての初期条件が分かる。現状では、サブミリ波や赤外線観測によってコアの密度分布が、ミリ波観測によって速度構造がある程度明らかにされ、理論的な重力収縮解との比較が行われている。しかしながら、コアの中心部にまで至る角運動量分布については、まだよく分かっていない。さらに、原始星周囲での円盤形成過程を明らかにすれば、円盤の物理的性質の起源を理解することができる。落下しつつあるコア物質の中から形成途上の円盤を抽出することは困難であったが、最近ようやく、野辺山ミリ波干渉計によって形成途上の円盤がとらえられ始めた。これらの分子雲コアと原始星の研究を合わせれば、惑星系の多様性の起源に迫ることが可能となる。

一方、古典的 T タウリ期での円盤の物理的性質を観測的に詳しく調べることは、惑星系形成論へ初期条件を与えることになる。最近、野辺山ミリ波干渉計によって、降着円盤としての外縁部の膨張や惑星形成に最もインパクトがある円盤面密度分布が明らかになってきた。また、スバル望遠鏡によっては、円盤表層部でのダスト粒子の進化や、スパイラル状の微細構造の存在が理解されるようになってきた。このように円盤の詳細構造は明らかになりつつあるが、現状では惑星系形成領域である円盤内域部についてはよく分かっていない。

引き続き弱輝線 T タウリ期での円盤の観測は、素過程としての惑星形成過程を明らかにでき、惑星系形成論を検証することができるため、非常に重要である。しかし、装置の感度不足のため、研究が進展していないのが現状である。このような T タウリ期での円盤の観測的研究を惑星系形成の理論的研究と有機的に結びつければ、汎惑星系形成論が構築できることは間違いない。

上述してきたように、原始惑星系円盤の観測的研究は惑星系形成を理解する上で非常に重要である。それでは今後は、どのような観測装置によって、どのように円盤の理解が進むのかについて、「あかり」、ALMA、SPICA を比べ、SPICA が果たす役割を浮き彫りにしよう。

「あかり」による円盤研究の観点では、大きく分けて、全天サーベイによる円盤進化の解明と、分光観測による円盤鉱物学の二つのサイエンスがある。「あかり」では残念ながら円盤を分解できないが、全天サーベイが大きな特徴で、年齢 1 千万年のあたりで円盤のダスト成分がどのように進化するかを統計的に研究できる。この研究によって、微惑星形成時期や主系列星のまわりのデブリ円盤との関係が理解できると期待される。

ALMA は日米欧がチリの高地に建設中の大型ミリ波サブミリ波干渉計で、2012 年頃に完成予定である。ALMA は 12 m 口径の電波望遠鏡 64 台を 14 km 四方に展開することで、1 AU という超高分解能での円盤撮像を実現させる。従って、木星型惑星形成領域 (近傍天体については地球型惑星形成領域) において、円盤物理量 (面密度、温度、速度、ダストサイズ分布等) の詳細分布を明らかにでき、巨大ガス惑星の形成過程についての理解が大きく進展すると期待されている。円盤ターゲットの選定では、「あかり」によって作成される円盤カタログが大きな役割を果たすであろう。

SPICA は JAXA が 2017 年頃に打ち上げ予定の口径 3.5m の超高感度赤外線スペース天文台で

ある。円盤研究の観点では、ALMAのような超高分解能撮像はできないが、上記の二つの観測装置では達成できない、中間～遠赤外域での超高分散分光が大きな特徴である。特に、暖かい($T \sim 100$ K) 水素分子ガスを地球質量程度の感度で直接検出できる点がユニークである。これは、円盤ガス成分の散逸過程の解明にとって最重要であり、巨大ガス惑星形成への大きなインパクトが期待される。さらに、「あかり」に比べて二桁程度高感度のため、円盤鉱物学が進展し惑星や隕石の組成との関係が解明されることは当然としても、暖かいダストの検出感度は月質量を優に下回るため、デブリ円盤までの進化を追うことを容易にする。

SPICAを用いた円盤研究の最も独創的な点は、円盤の水素分子ガスを高感度検出し、円盤ガス成分の散逸過程を解明できる点である(キーサイエンスの項も参照)。それに加えて、SPICAでは星・惑星系形成の各進化段階において、他波長での観測的研究と相補的な研究が可能である。最後にこの立場からSPICAによる円盤研究の特徴をまとめる。

1. 原始星の観測：原始星周囲の1000 AUスケールのエンベロープから100 AUスケールの円盤までの密度・速度構造はALMAによってかなり解明されるであろう。一方、SPICAの空間分解能ではエンベロープしか分解できないが、中間～遠赤外域では衝撃波をよくトレースする原子・分子輝線があるため、エンベロープ内での円盤形成に伴う衝撃波や、アウトフローとエンベロープ、円盤との相互作用領域を探ることができる。
2. 古典的Tタウリ型星の観測：惑星系形成過程の初期条件となる円盤物理量の詳細な空間分布はALMAによって解明されるであろう。SPICAがこの段階で寄与できることは、暖かい円盤表層からの分子輝線をとらえ円盤表面での物理・化学を理解することや、超高分散分光による詳細な円盤鉱物学であろう。
3. 弱輝線Tタウリ型星の観測：この段階の円盤は惑星形成の現場そのものであるため、「あかり」やALMAにとって最も重要なターゲットの一つであり、集中的に観測されるであろう。SPICAを用いた円盤研究にとっても状況は同じである。SPICAでは水素分子ガスの直接検出とダストの超高感度検出が可能である。特に水素ガスの観測は、円盤ガスの散逸時期だけでなく、理論的に提案されているガス散逸の素過程の検証もできるであろう。この点が最もユニークなサイエンスであり、したがって分光性能として $R \sim 10^5$ は必須である。さらに、SPICAによる超高感度ダスト検出は、原始惑星系円盤からデブリ円盤への進化の道筋を明らかにするであろう。

SPICAを用いた原始惑星系円盤の研究として最もユニークなものは、円盤散逸過程の解明を目的とした水素分子ガスの高感度観測であり、そのため装置に対して高分散の分光性能が要求される。

2.6.2 デブリディスク(残骸円盤)

赤外線領域に超過を伴う主系列星、いわゆるベガ型星について、デブリディスクの観測という観点から、二種類の観測を提案する。一つは測光、撮像観測による、デブリディスクの諸物理量の測定であり、成因、進化過程、惑星系形成との関連について詳細かつ統計的な議論を行うことを目的とする。もう一つは、分光による鉱物学的視点からの観測で、結晶質シリケートなど、ダスト組成の進化から、隕石や惑星間塵を構成する物質の起源を明らかにすることを目的とする。「あかり(ASTRO-F)」からSPICAにつづく、ベガ型星=デブリディスクの観測は、他では得られない独自のデータを得ることが期待でき、理論的・観測的系外惑星系形成研究との関連も含めて、世界的にも独自性の高い研究を展開することができるであろう(キーサイエンスの項も参照)。

中間-遠赤外線測光撮像観測によるデブリディスクの探査

ベガ型星および主系列星の中間-遠赤外域にかけての広帯域測光撮像観測を提案する。短波長側は $10\mu\text{m}$ 付近、長波長側は $200\mu\text{m}$ 、可能であればさらに長波長域まで達することが望ましい。多バンドにわたる測光撮像観測になるため、観測効率の観点から、複数バンドを同時に観測できるような装置構成にすることが望まれる。観測天体が恒星であることから、可視光を含め短波長側のリークを非常に低いレベルに抑えることが、精密な測光撮像のためには特に重要である。

赤外領域で超過放射を示す主系列星であるベガ型星は、赤外線天文衛星 IRAS による発見以来、主要な観測対象の一つとなっている。超過成分の波長強度分布から、放射源は数 10K 程度の星周ダストであることが示唆されたが、IRAS の結果からは空間分布に関する議論をすることが出来なかった。その後、Smith と Terrile による βPic の可視光におけるコロナグラフを用いた撮像観測で、中心星の散乱光で光るディスク状の成分が発見された。また近年、地上大望遠鏡、ハッブル宇宙望遠鏡などにより、近傍のベガ型星について、可視光からサブミリ波領域に至る広い波長域で追観測が行われ、次にあげるようなことが明らかになりつつある。

1. ディスク形状をしている
2. 中心星から数 10AU 程度のところにリング状に分布するものがある
3. リングの中でもダスト分布が局在している
4. 中心星まわりにも、比較的高温のダスト成分を伴うものがある。

これらのことから、現在ではベガ型星はデブリディスクを伴う主系列星であるという見方が一般的であり、その形成過程には惑星系の形成が深く関与することが示唆されている。また、総質量の違いはあるものの、リング状に分布するダストは、我々の太陽系のカイパーベルトと共通するところがあり、中心星に近いところの比較的高温の成分は黄道光を想起させる。このことから、ベガ型星と系外惑星系に何らかの関係があることは十分考えられる。しかしながら、詳しい性質がわかりつつあるものは、まだ数個であり、ベガ型星あるいはかいデブリディスクに関して観測結果から統計的な議論を深めるには、観測数が少なすぎるのが現状である。理論的にも、ベガ型星として観測されるような、多量のダストを伴うデブリディスクの形成過程を説明するための、よいモデルが得られておらず、観測数を増やし、有効なパラメータを少しでも多く得ることが求められている。

2006 年春に打ち上げられた我が国の赤外線天文衛星「あかり」は、中間赤外線及び遠赤外線領域で全天サーベイを行っている。これは IRAS 以来の大規模サーベイであり、IRAS より高感度であることを生かして、無バイアスにベガ型星のサンプルを得られ、特にデブリディスク進化に関する統計的議論に資する、貴重なデータベースとなることが期待される。ところが、望遠鏡の口径の制限から、デブリディスクの構造を空間的に分解して観測するには、空間分解能が十分であるとは言いがたい。また、 $100\mu\text{m}$ より長い波長域では、銀河系のシラス成分や点源として分解できない系外銀河によって決まる confusion limit により検出限界が決まる。これは、望遠鏡の口径を大きくしなければ解決できる問題ではない。

SPICA は、「あかり」による観測で足りない点を補うのにふさわしい性能を有する。望遠鏡の口径が 5 倍になることにより空間分解能は 5 倍程度向上する。これは、例えば中心星から 40AU 程度の距離にダストリングを持つような星の場合、波長 $60\mu\text{m}$ で観測した場合、およそ 20pc の距離にある天体まで、空間的に分解することが可能であることを意味する。 $20\mu\text{m}$ ではさらに 3 倍程度空間分解能が向上するので、中心星により近いところにあるダストを空間的に分解して観測することができる。一般にダストの温度は中心星からの距離に依存して変化すると考えられるの

で、広い温度範囲にわたり温度分布を求めることが可能となれば、デブリディスクを構成するダストの物理的性質を詳細に決めることができ、成因を研究する上で非常に有益な情報が得られる。SPICA は、こうした観測に最適な衛星である。既にベガ型星とされているもので、こうした観測の対象となりうる星は、10 個以上存在する。例えば、図 2.38 にあげたフォーマルハウトについては、口径 15m の地上サブミリ波望遠鏡 (JCMT) による観測 (図 2.38 右) で達成した空間分解能の 2 倍程度の分解能を、 $60\mu\text{m}$ で実現することが出来る (図 2.38 左上の丸印)。従って、米国の赤外線天文台である Spitzer Space Telescope で得られた撮像画像 (図 2.38 左) よりさらに高い空間分解能で、中間、遠赤外域におけるダストの空間分布や温度分布を得られることになる。

測光観測について考えた場合、SPICA は「あかり」に対して飛躍的に高い感度でベガ型星を観測することができる。図 2.39 に、従来の観測結果から予想される βPic のスペクトル、および、 βPic が 400pc および 4kpc に達した時の SED をそれぞれ示した。 βPic のような超過を示す星であれば、 $200\mu\text{m}$ までの全波長で測光観測をすることができる。また、それより近い星であれば、より超過の少ないものについても観測対象となりうる。これは、例えば散開星団に所属する星について、広い波長域にわたり、完全なサーベイ観測を実施しうることを意味する。散開星団に所属する星は年齢がほぼ同じであるため、デブリディスクの時間進化と中心星の性質との関係 (温度、質量、金属量) を調べるためには、よい観測対象である。広い年齢にわたる研究を行うためには、多くの散開星団を観測する必要があるが、近傍のものでも距離が 150pc 以上にあるものが多く、従来、遠赤外域では confusion limit との関係で精密な測光が困難であった。SPICA では、こうした星についても遠赤外域で精密測光をすることが可能であり、低温ダスト成分の温度を正確に求めることが可能であると期待される。

また、 $100\mu\text{m}$ より短い波長域では、さらに検出限界が向上するので、field star についても、領域を限って深くサーベイするなどの観測が可能となる。 βPic のような大きな超過を示す星であれば、 $60\mu\text{m}$ で、4kpc 程度の距離にあるものまで観測することができる。こうした星は若い星である可能性があり、相対的に数が限られるため、統計的な議論を精密にするためには、より広範囲にわたり多くのサンプルを集めることが重要になる。SPICA の観測は、この点からも非常に有用であるといえる。

他波長での観測との比較については次の通りである。可視光、近赤外域における地上大望遠鏡による観測は、高い空間分解能を得ることが出来ることから、空間的な構造を詳細に調べるには有利である。しかしながら、中心星からの光の強度に比べて、デブリディスクの散乱光の強度は極めて弱く、コロナグラフによる観測も容易とはいえない。また、ダストの温度に関する情報が得られない。

サブミリ波領域については、大規模干渉計 ALMA の建設が始まっており、従来に比べて空間分解能を飛躍的に高めることができると期待されている。ところがこの波長域は、ダストの熱放射のレイリーゾーン領域に相当するので、あらゆる温度のダストが一度に観測されることになる。これは、ダストの総質量を求めるには有益であるものの、温度分布を求めるのには適していない。従って、ダストの温度に関する議論をするためには、SPICA の観測が必要不可欠であり、相補的關係にあるといえる。

2.6.3 系外惑星

1995 年の恒星を周回する巨大惑星のドップラー法による発見以来、系外惑星は天文学・惑星科学で最もホットなトピックの一つになっている。もっぱらドップラー法によってこれまでに 300 個に迫る系外惑星が発見されているのみならず、トランジット法を用いた独立な間接方法に基づく確認、マイクロレンズ法による惑星の発見は特筆に価する。しかしながら、これらは全て間接方

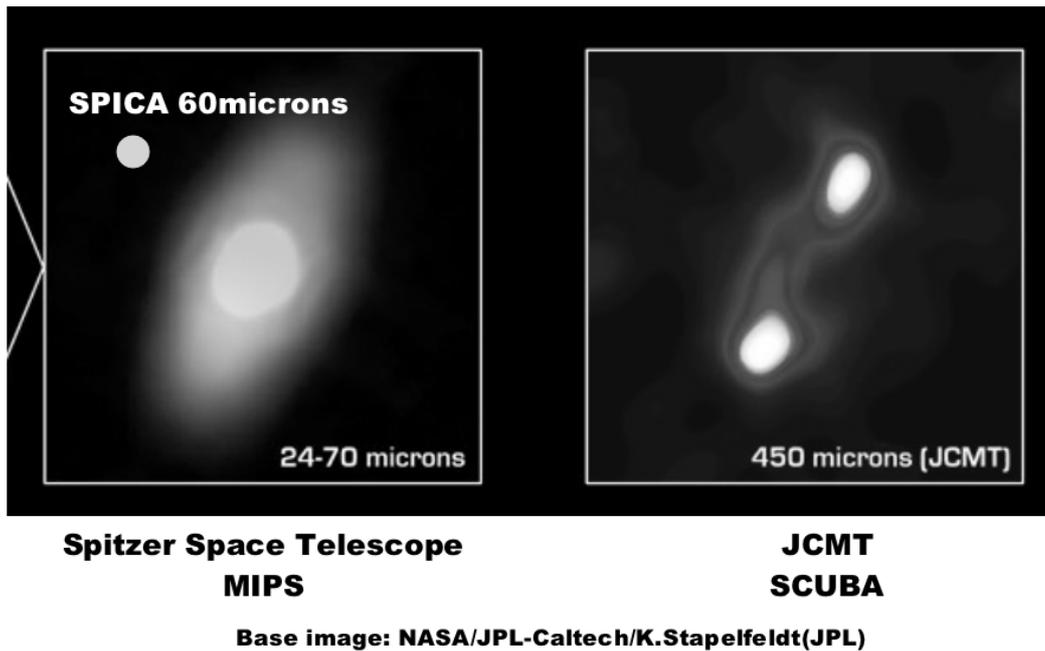


図 2.38: Spitzer Space Telescope (左) および JCMT (右) によるフォーマルハウトの撮像結果と、SPICA $60\mu\text{m}$ の空間分解能。左図の左上にある白丸が、SPICA $60\mu\text{m}$ の空間分解能をあらわす。

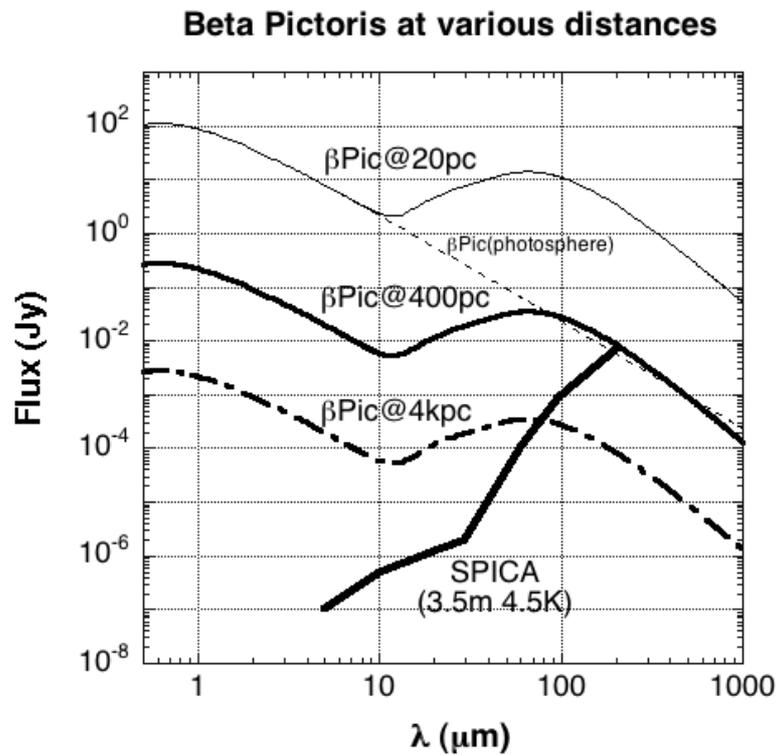


図 2.39: βPic の放射スペクトルモデルと、SPICA の検出限界。 βPic が 20pc、400pc、4kpc にある時の強度を示した。 βPic の放射スペクトルは、従来の観測値から求めたものである。20pc の距離にある場合のみ、光球からの放射スペクトルをあわせて示した。

法、すなわち、惑星そのものからの光を見るのではなく、惑星の影響を受けた主星からの光、あるいは、その影響を観測するものである。これまでに、惑星からの光を直接撮像した確実な例は無い。従って、次のマイルストーンは惑星の直接観測にある（キーサイエンスの項も参照）。

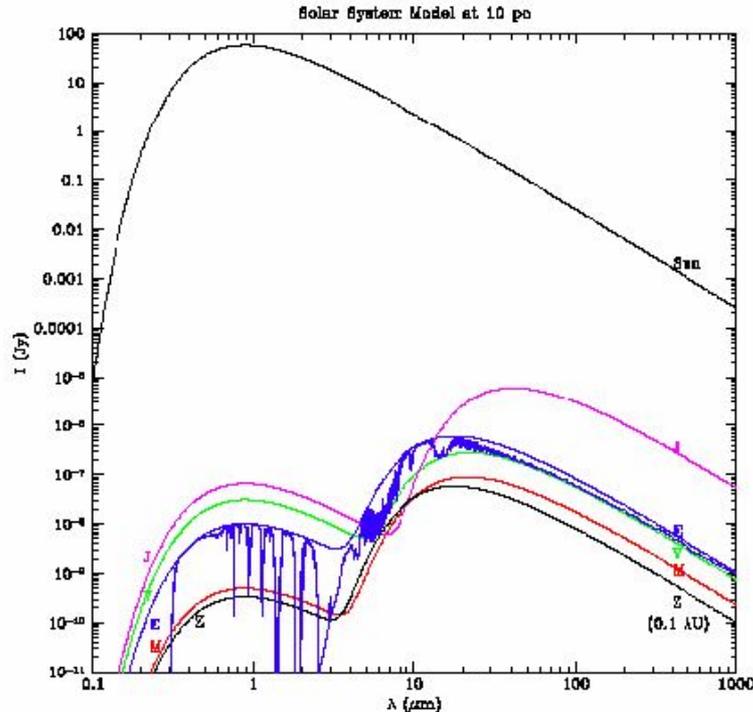


図 2.40: 10pc においた太陽系のスペクトルモデル (Traub & Jucks 2002)。太陽、木星、地球、金星、火星、黄道光が示されている。これらの天体のスペクトルは太陽からの反射光と惑星自らの熱放射の 2 成分から成る。

しかしながら、系外惑星検出のためには、感度・解像度・コントラストの 3 つが同時に達成されなければならないが（図 2.40 参照）、私たちの太陽系を 10pc の距離から見たときに全て観測できるような装置の実現は当面難しい。従って、これらのパラメータのどれかを緩和する工夫が必要となる。一般に、天体は若いほど明るく、主星に対するコントラストも緩和される（図 2.41）。比較的若い巨大惑星の直接観測は、すばる望遠鏡をはじめとする 8-10m クラス望遠鏡の課題であり、現在、初検出に向けてお互いがしのぎを削っている。しかしながら、(1) その大気の詳細な分光観測や、(2) 地球型惑星のような軽い惑星の直接観測は、現存の望遠鏡では困難と予想される。

SPICA は、口径と波長の制約を受けるものの、次のような系外惑星観測に有効であると考えられる：近傍の (<10pc) 主星から比較的離れたところにある (数 AU-数十 AU) 惑星。検出可能な惑星は、質量・年齢・離角に依る。もし、高コントラストを実現するためのコロナグラフの制約が $r > 3\lambda/D$ とすると：

- 波長 $5 \mu\text{m}$ では、 $r > 9\text{AU}$ にある年齢 1Gyr の 2 木星質量天体、あるいは
- 波長 $20 \mu\text{m}$ では、 $r > 36\text{AU}$ にある年齢 5Gyr の 2 木星質量天体

が検出できると見積もられる。このような主星は、それぞれ、30 個あるいは 150 個程度存在する。

この観測を実現する鍵は中間赤外波長におけるコロナグラフ装置である。太陽系のような惑星の検出を目指すならば、6 桁程度のコントラストが必要になる。惑星大気分光を行うために、コロナグラフ撮像のみならずコロナグラフ分光（分解能 1000 以下）機能も必要になる。

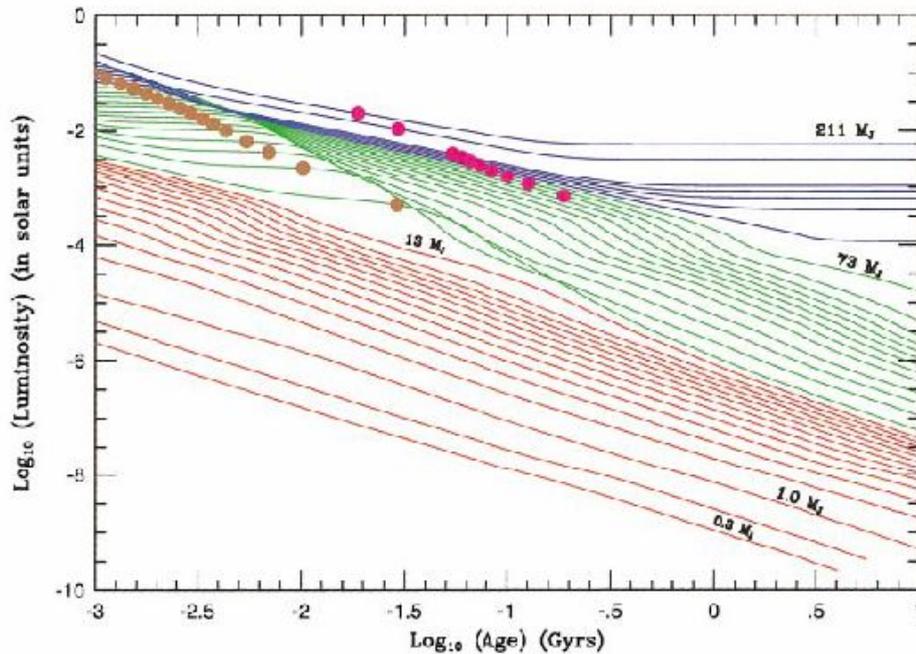


図 2.41: 惑星（質量 M が $13M_J$ 以下）、褐色矮星（ $13M_J < M \leq 73M_J$ ）、恒星（ $M > 73M_J$ ）の光度進化。低質量天体は、若いほど高光度であり、また、恒星に対するコントラスト比は小さい。

このようなコロナグラフは Voyager 衛星に搭載されて太陽系内巨大惑星の観測に活躍した IRIS (Infrared Interferometer Spectrometer and Radiometer) に似た役割を、太陽系外の惑星に対して行うだろう。

系外惑星の大気で期待される赤外線フィーチャーとしては以下のようなものがある (Tamura 2002):

1. 波長 $4\text{--}5\mu\text{m}$ 領域において、黒体放射より大きなピークが期待される。これは超低質量天体の opacity window に対応し、 $100\text{--}1000\text{K}$ の有効温度の天体に共通に期待される。
2. 水素に対する CNO abundance を系内惑星と系外惑星と比較する (CH_4 at $7.7\mu\text{m}$, H_2O at $6.3\mu\text{m}$, and NH_3 at 10.7 , 10.3 , and $6.1\mu\text{m}$ など)。
3. He abundance は系内惑星間で大きく異なる事が知られている (the helium mass fraction = 0.06 for Saturn, 0.18 for Jupiter, 0.26 for Uranus, 0.32 for Neptune, and 0.28 for the proto-Sun)。よって、同じような差が系外惑星に見られるかどうか? He/H 比を見積もる方法の一つとしては、 $17\mu\text{m}$ の He- H_2 および $\text{H}_2\text{-H}_2$ collision-induced absorption band features を使うことができよう。
4. 褐色矮星と系外惑星の区別を行うため、 $8.6\mu\text{m}$ の CH_3D feature を用いて、deuterium depletion を調べる。
5. PH_3 (4.3 , 8.9 , $10.1\mu\text{m}$) および GeH_4 ($4.7\mu\text{m}$) のような非平衡分子の観測も興味深い。

2.7 星になりそこなった天体：褐色矮星と準褐色矮星

2.7.1 褐色矮星

孤立天体の分光観測

既知の褐色矮星は、有効温度 800K 以上の天体で、近赤外域に大部分の輻射と分子バンドのような分光特性があり、地上観測が重要な情報の多くを提供する。5.3 μm から 15 μm の波長域では、SPITZER/IRS が低分散分光をおこないアンモニアの存在を確認した。これに「あかり」による 2.5 から 5 μm の分光を加えると低分散情報は完全になる。SPICA が新しい分光特性を発見しようとするなら高分散分光であるが、地上大望遠鏡を用いた 2.4 μm 以下の高分散分光は、特に大きなインパクトを与えていない。中間赤外域の高分散分光は未知の分野であるが、特に重要性を予測するデータは今のところない。

SPICA が実現する頃までには、近-中間赤外域の全天サーベイが実現し、多数の低温褐色矮星及びその候補天体が発見されているかもしれない。一つの候補は、NASA の Explorer タイプミッションの WISE で、3.5 μm から 23 μm で全天をサーベイし、5 μm での検出限界は、30 μm と見積もられている。この感度なら、350K の天体を 10pc の距離まで検出できると予想される。これ程低温の天体ならば、近赤外域の輻射は小さく 5 μm より長波長の観測が重要になる。興味ある波長域は、1 から 30 μm で、水蒸気、メタン、アンモニアの分子バンド、水素分子の collision induced absorption (連続吸収)、及び、氷の分光特性が重要であろうと予想される。分解能は余り必要としないが ($\lambda/\Delta\lambda < 100$)、感度の良い分光器 ($f_\nu < 30 \mu\text{Jy}$) が求められる観測である。

伴星としての低温度褐色矮星の検出

太陽近傍の星の伴星としての褐色矮星の検出には、空間分解能とダイナミックレンジが必要とされる。比較的高温 (400K 以上) の天体では、1.2 μm バンドなどの短波長域の輻射もあるが、低温 (300K 以下) の天体では、5 μm 以上の長波長での検出が期待される。SPICA が回折限界の星像をもつと予想される 5 μm は、excess を持つと考えられており、SPICA のコロナグラフが有効であると期待される。近傍星に、離角 1.5" 以上のところに、低温度褐色矮星があれば、検出可能であろう。過去の観測から、褐色矮星伴星の頻度は小さいと考えられていて、多数の星の系統だったサーベイが望まれる。

2.7.2 準褐色矮星

1995 年の発見以来、多数の褐色矮星が広域サーベイによって、フィールド・星団・星形成領域において、孤立してあるいは伴星として発見されている。そのうちのいくつかは質量が木星の 10 倍程度しかないと推定されている。このような、質量が木星の 13 倍未満の超低質量天体で、伴星ではなく孤立した天体は、準褐色矮星あるいは亜褐色矮星 (sub-brown dwarfs) と呼ばれている。

準褐色矮星は、これまで星団もしくは星形成領域 (Chamaeleon、 σ Ori、Trapezium、S106 など) において、近赤外・中間赤外線超過 (Tamura et al. 1998; Oasa et al. 1999, 2004; Natta & Testi 2001; Jayawardhana et al. 2003)、によって検出されている。この超過はとりもなおさず星周構造の存在をも間接的に示唆している。最近、10 ミクロンのシリケートの放射も検出され (Mohanty et al. 2004)、このような超低質量天体にも星周円盤が存在することもわかってきた。つまり、準褐色矮星も、恒星と同様のプロセスで生まれることを強く示唆している。しかし、観測例はまだ充分とは言えず、超過の傾向も多様である。準褐色矮星のサンプルが増えるにつれ、準褐色矮星および褐色矮星の成因に対する興味は今後も高まることが期待される。

しかしながら、地上においては8-10m クラス望遠鏡においても、フォローアップのための分光近赤外線・可視光観測や中間赤外線観測はかなり困難である。質量が非常に小さいため、中心天体の温度が低く、中心天体およびその星周構造も赤外線で観測せざるを得ない。ただし、これらをSPICAで空間分解して観測することは出来ないため、測光・分光観測によるアプローチとなる。

SPICAは図2.42に示したように、木星質量以下の準褐色矮星の $R=1000$ 程度の分光観測を行う事ができる。惑星のようにコントラストを要しないので、コロナグラフは不要である。SPICAの感度によって、このような超低質量天体の下限質量とその質量関数が初めて解明される。また、2.7.1節で記述された大気の進化が、質量の関数として、木星質量(以下)まで連続的に追う事ができる。

超低質量天体の星周円盤は、Tタウリ型星の円盤とはかなり構造が異なると予想されている。特に、スケールハイトは中心星の質量が軽いほど高くなるため、「円盤」のイメージからはかけ離れる。そのような円盤構造を空間分解した観測はALMAの役割となるが、円盤における鉱物学や化学の追求にはSPICAが必須となる。

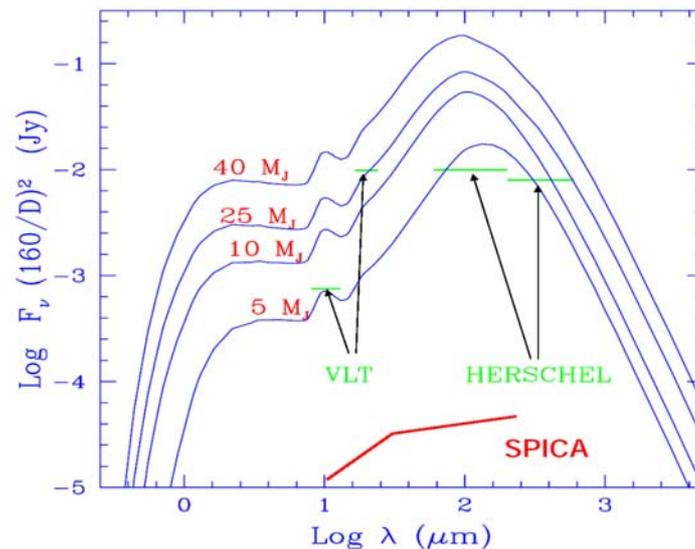


図 2.42: 若い褐色矮星・準褐色矮星のスペクトルとミッションの感度。SPICAは $R=1000$ で観測したときの連続光感度(Natta & Testi 2001より)。

2.8 星の進化と終焉

2.8.1 はじめに

恒星進化研究の最終目標は、誕生直後の主系列星について次のような初期パラメータのセットを設定した時、恒星の一生を時間の関数として一意に整然と記述することであろう。

- 単独星の場合：質量、金属量(元素組成)、角運動量、磁場、(+ α ?)

- 連星の場合：質量（主星、伴星）、金属量（元素組成）（主星、伴星）、角運動量（主星、伴星）、軌道（エネルギー、角運動量）、磁場（主星、伴星）（+ β ?）
- 多重星の場合：さらに多くのパラメータ

しかしながら実際のところそれらは必ずしも実現されていない。その目標へ到達するために必要となる研究を以下で検討し、SPICA がどのような局面を切り開くことができるかを考える。

ここでは便宜上、恒星をその質量により大質量星と中小質量星に分ける。中小質量星とは、単独星として進化した場合に質量放出を起こして軽くなり、超新星にはならず宇宙年齢の間に漸近巨星分枝 (AGB) 段階を経て白色矮星へと向かう質量範囲の天体とする。その質量範囲はおおよそ $0.8 \sim 8 M_{\odot}$ と考えられているが、上限値は $6 M_{\odot}$ と $4 M_{\odot}$ とも言われており、質量放出現象の物理過程が未解明なため依然として大きな不定性が残っている。一方、大質量星とはその上限値より重い星のことを指し、進化の果てに超新星爆発を起こす単独星とする。超新星爆発も質量ごとの物理的機構の違いにより、後に何も残さない場合、中性子星を残す場合、ブラックホールを残す場合とに分かれると考えられている。

中小質量星は水素殻燃焼で縮退した又は縮退していないヘリウム中心核を成長させ、やがて起こる中心核のヘリウム燃焼により、炭素と酸素からなる縮退した中心核を形成しながら、AGB 段階へと進んでいく。この AGB 段階で中小質量星は活発な質量放出を起こすが、その質量放出率は内部の核燃焼率を上回ることが観測的に知られおり、中小質量星の進化の終着点を支配しているのは質量放出現象と考えられている。一方、大質量星は中小質量星に比べ数こそ少ないが、内部で新たに合成した各種の元素を超新星爆発という劇的な質量放出の形で大量に放出するため、宇宙の化学進化において中心的な役割を果たしていると考えられている。しかし、爆発機構の理解には残された課題もあり、放出される質量（各元素の量）には確定されるべき不定性が残されている。ところで、ある特定の条件を満たす連星系にある場合には、中小質量星がその進化の果てに Ia 型超新星となることが明らかにされつつあり、この点で中小質量星も宇宙の化学進化（特に鉄など）に強く関与していると言える。ここで超新星爆発も激しい質量放出現象の一つと理解するならば、恒星進化研究に残された最大の課題は質量放出現象の理解と言えるだろう。その理解の深まりが宇宙の化学進化のさらなる理解へと繋がる。

さて、与えられた初期条件に対し恒星進化を時間の関数として一意に記述するには、以下の現象を正確に記述する必要があると考えられる：A) 核燃焼反応、B) 対流と物質混合、C) 脈動、D) 質量放出、E) 連星系特有の過程（質量輸送、合体など）、F) その他（確率過程、カオス、その他未確認の過程）、G) ダスト生成破壊、H) 超新星爆発（A～G も含めて）。しかし、それらはどれ一つとっても容易ではない。我々が観測面からできることは、それらの事項について新たな観測的事実を一つひとつ積み重ね、理解の度合いを深め、恒星進化研究の最終目標へと近づいていくことであろう。

2.8.2 中小質量星

中小質量星の進化と終焉の問題に関して、常に鍵をにぎっているのは、質量放出現象である。しかし、質量放出現象は物理的に定式化されていないために、現在は、観測から導かれたパラメータライズされた経験則を、研究者が任意に選んでモデル計算に使っている。しかしその経験則は、最近の観測結果に見られる様々な時間尺度における質量放出現象の変動性を説明することはなく、また、必ずしも正しく記述するものでもない。従って、質量放出現象を観測面から解明して行くことが今後も重要な課題と言える。質量放出現象を理解することはつまり、ある特定の星が「いつ」「なにを」「どのくらい」「どのように」放出するかを理解することを意味する（当然、物理の第一

原理から質量放出現象が導かれているならば、そのようなことをいちいち理解する必要はない)。SPICAはこの方面で大きな貢献が可能であり、その取り組みについては2.8.3節で述べる。

赤色(超)巨星の質量放出現象の理解には、質量放出が起こる直前の場所、外層大気構造の理解(6)が必須と考えられる。SPICAにより近中間赤外域の超高分散原子・分子分光観測機能が実現できれば、そのような領域に関する豊富な情報が取得でき、構造の理解が飛躍的に進むと期待される。

2.8.3 質量放出現象

質量放出現象への観測的アプローチとしては、いくつかの手段が考えられる(図2.43)。

- 質量放出が起きている現場を詳細に観測し、そのメカニズムを明らかにする、
- 質量放出の履歴を遡り、星の進化との関係を探る、
- 質量放出星の星系の中での位置づけを、統計的に明らかにする。

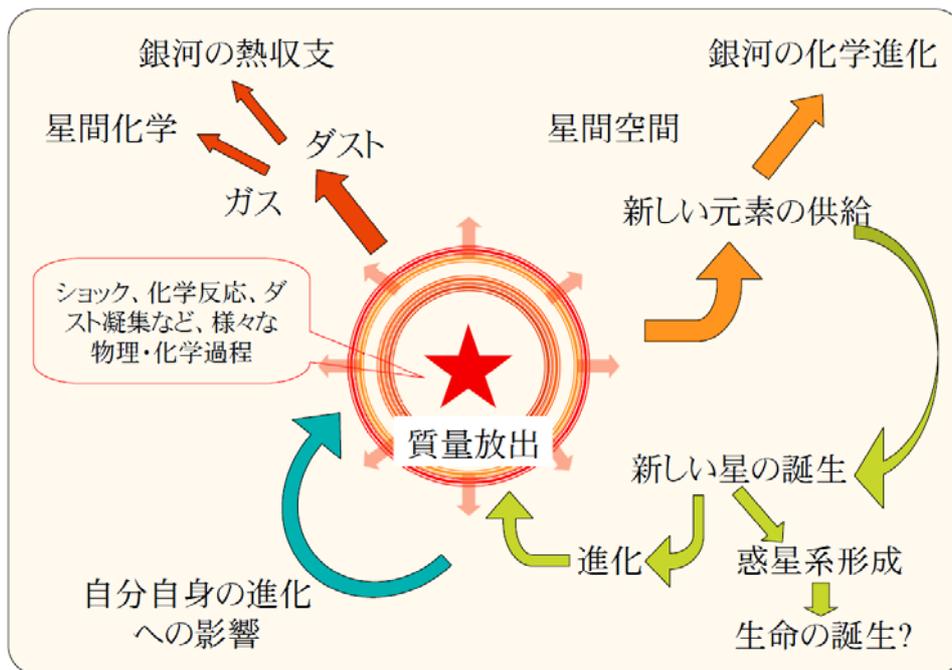


図 2.43: 赤色巨星からの質量放出と宇宙の中でのその位置付け

質量放出星(赤色巨星)や質量放出によって形成された星周縁は輻射のピークが赤外線領域にあるため、これら観測的研究には赤外線観測が最も適切な手段となる。そして、質量放出の現場にある個々の分子種・ダストからの輻射成分はそれぞれ相補的かつ独立な情報をもたらすため、近赤外線～遠赤外線にわたる幅広い波長領域を観測することが重要となる。そのためには、地球大気による遮蔽の問題のないスペースからの観測が必須である。それらにより、質量放出に関し、A) 質量、金属量との関係、B) 時間変動、C) 星の進化に伴う変化、D) 物理メカニズム、E) 星周縁内での物理・化学変化、F) 連星系の進化と質量放出、G) 環境効果(球状星団中心部、銀河系中心部など)などを検討していく。

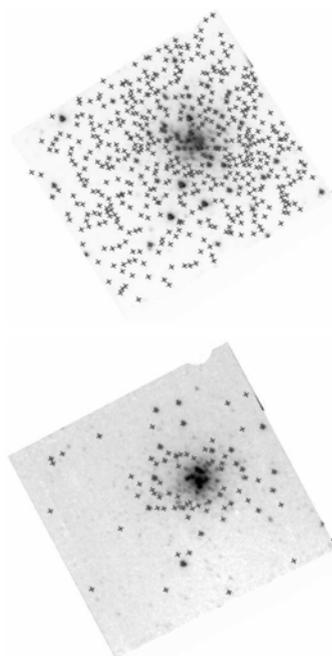


図 2.44: 「あかり」IRC が $11\mu\text{m}$ で観測した球状星団 NGC104 (上図) および NGC362(下図) のイメージ。十字は、2MASS の天体がある位置を示す。今までは質量放出をしないと思われていた比較的初期段階の赤色巨星からも質量放出の証拠が見つかった。

現在、あるいは近い将来の観測的研究では、地上の 8 m 級望遠鏡および Spitzer、「あかり」が先進的なデータの供給源となる (例えば、Ita et al. 2007, 図 2.44)。これらの観測装置で達成できると期待される成果は次の通りである。

- マゼラン星雲程度の距離にある赤外線星の近赤外線 (地上) および中間赤外線 (Spitzer) 分光観測により、分子・ダストの赤外線バンドの定量的測定が行われている。金属量の異なる環境下における、大気外層の発達とその中でのダストの形成についての考察が進められる。
- 地上望遠鏡の中間赤外線撮像・分光観測により、星周エンベロープの最も内側の部分の構造が詳しく調べられている。特に、質量放出を終えた直後の post-AGB 天体の観測から、AGB 最末期の激しい質量放出 ”Super wind” 期の継続時間、終了時期とその後の質量放出履歴、ダストの組成、対称性が調べられている。
- 星周ダストの遠赤外線撮像観測により、過去十万年程度の質量放出履歴を千年～一万年程度の分解能で調べることが計画されている。
- M31 程度までの距離の近傍 (矮小) 銀河について、質量放出星の測光観測が行われ、赤外線星のリストが作成される。それぞれの銀河の年齢、金属量に置ける質量放出星の存在率と質量放出量についての考察が行われる。

SPICA は、口径 3.5 m の冷却望遠鏡として、中間赤外線～遠赤外線領域で空間分解能・感度いづれについても高い性能が期待される。これまでの観測装置ではなかなか実現しなかった質量放出の本質に迫る観測が行える可能性がある。上に上げたような現状を基にして、SPICA ではさら

に次のような研究が行えると期待される。

1. 質量放出の現場を探る

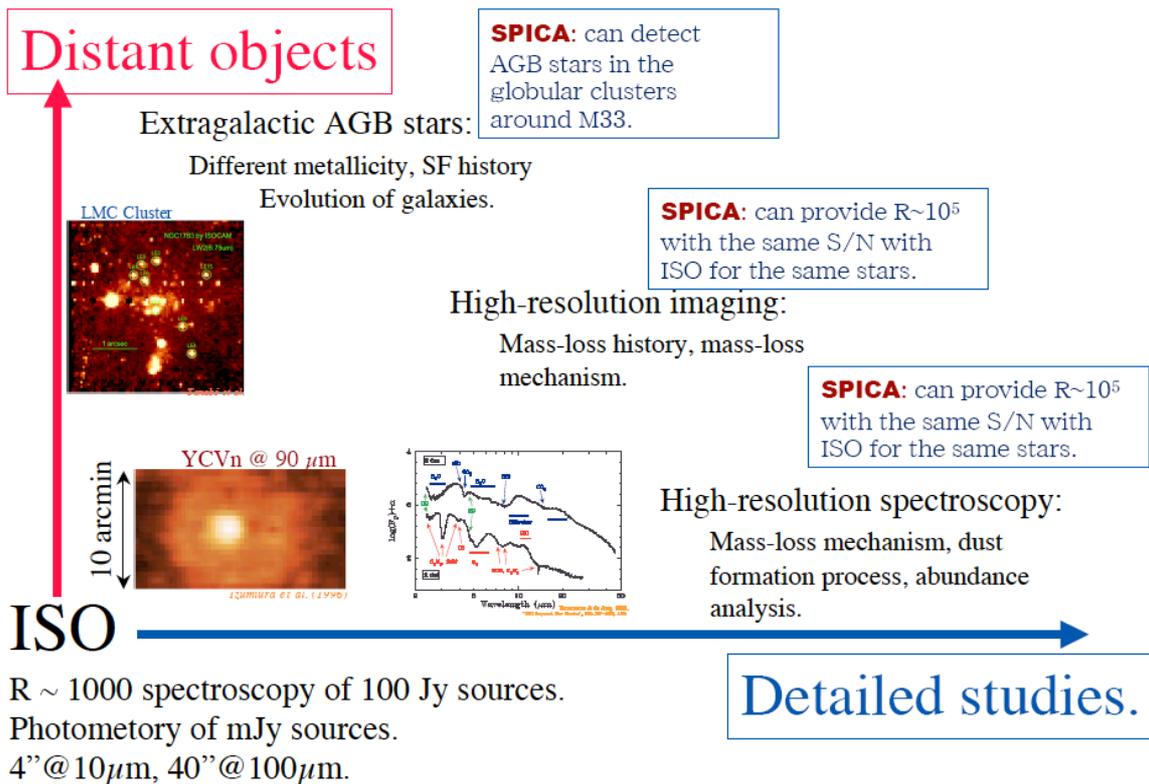


図 2.45: 質量放出星の研究の発展

上に述べたとおり、「あかり」などによって近傍銀河中の質量放出星のほぼ完全なカタログが作成されると期待される。これらの天体は、質量・年齢・金属量が既知の星系にあり、質量放出と星のパラメータとの関係を調べるのに適切なサンプルである。「あかり」では、赤外線カラーから(ダスト)質量放出率が導出され、統計的観点から異なる環境下での恒星進化と質量放出の関係が導かれる。このフォローアップとして、SPICAではこれらの天体個々の近赤外線～中間赤外線分光観測を行える。これまで我々の銀河系～マゼラン星雲で行われてきた、大気外層の形成から質量放出のメカニズムに関する詳細な観測的研究を、より幅広い中心星パラメータに渡って進めることが出来、質量放出に関係する各素過程について、パラメータとの関係やそれぞれの関連について強い制限を付けることが出来ると期待される。

2. 質量放出の履歴を探る

「あかり」や Spitzer を用いて、遠赤外線ダストシエルの撮像観測が計画されている。ダストは、星間輻射場に対して安定しているため、質量放出の履歴を遠く過去まで遡ることが可能である。「あかり」では、距離数百 pc 以内の近傍星については 10 万年程度の過去までを 1000 年程度の時間分解能で観測することが出来るが、それより遠方の星については分解能が十分とは言えない。SPICA では、口径が「あかり」の約 5 倍となり、より詳細な観測が可能になる。質量放出現象は、中心星のパラメータについて非線形的に変化するため、個々の星を出来るだけ詳細に観測するとともに、サンプル数を増やすことが重要である。「あかり」によって、初めて系統的で大規模なサーベイが行われるが、SPICA による観測は、このサンプルをさらに増やすだけでなく、「あかり」によって見つけれられたサンプルをさらに詳しく調べることになる。質量放出の特徴的なタイムスケールには、脈動周期に対応する約一年、中心のヘリウム層の暴走的燃焼が起きる間隔に対応する約一万年(ただし、これによ

る質量放出率の変化は千年程度のタイムスケールを持つ)の他に、現在理論的解釈が困難な数百年程度のものであり、SPICAによる観測は後者二つに対して特に有意なデータをもたらす。

SPICAによる観測は、単に「あかり」によるものの延長ではない。まず、観測波長が遠赤外線を超えてサブミリ波に及ぶことにより、さらに低温の広がったダスト成分をとらえることが出来る。星周縁の一番外側は、星間ガスを押し広げていくためにその境界では衝突によって温度が上がっていると予想される。サブミリ波による観測は、この境界を良くとらえることが出来るはずである。この境界の観測は、最も初期の質量放出の対称性を調べるのに有効である。

さらに、SPICAではこの領域の遠赤外線・サブミリ波分光観測が可能である。星周エンベロープの内側では一酸化炭素あるいは水の分子輝線が、その外側では分子は解離されてしまっていて存在しないが、炭素あるいは酸素の電離輝線により、ガスの密度分布がトレースできる。星から放出される質量のほとんどはガスであり、その構造を正しく求めることは、質量放出履歴を正確に把握するために重要である。「あかり」でも同様の観測は計画されているが、空間分解能と感度の点で観測できる天体は限られており、SPICAによる観測に大いに期待される場所である。

3. 質量放出星の星系の中での位置づけを探る

上にも述べたとおり「あかり」によって近傍(矮小)銀河中の質量放出星のサーベイ観測が試みられる。また、SPICAにより、これらの天体の詳細な分光観測が行われると、質量・年齢・金属量という基本パラメータ空間上で質量放出が記述できるようになると期待される。その先の段階として、個々の星の質量放出現象が、星の系の進化にどのように寄与していくか、とすることがある。SPICAによる高空間分解能と高感度を生かして、我々の銀河に近いM31、M33、M81などの銀河の中での質量放出星の探査を行い、上の結果と合わせて見つかった星の質量放出率や化学組成を求めることで、銀河の進化の中での質量放出星の役割について、銀河全体というマクロな視点から概観することが出来る。そして、銀河系円盤の星、銀河系バルジの星、銀河系球状星団の星、近傍銀河の星と、異なる環境にある星を同一の方法で調査した結果を比較することで、質量放出を左右するパラメータは何かという課題に対してアプローチすることが可能になると期待される。

2.8.4 大質量星

1. 宇宙で最も重い星の探査

宇宙で最も重い星は、(A) その周囲の星間空間へ力学的・化学的影響を与え、組成・エネルギーバランスを大きく左右する点、(B) 原始銀河の進化において重要な役割を果たすと考えられる点、(C) ガンマ線バーストの progenitor である可能性が示唆される点、(D) 星生成過程の上限値を決定し、星生成過程を支配する点、(E) さらにスターバースト銀河、マージャーなどの最大の結果と位置づけられる点などの観点から、非常に重要な天体であると考えられる。しかし、現在までのところその探求には、理論的・観測的にはっきりした結論が出ていない。特に観測的には、大質量星は寿命が短く、星間雲に埋もれている可能性が高いこと、及び単なる Luminosity だけでは、単一星か複数の星かの区別がつかないことなどが大きな制限になっている。

これまで知られている銀河系内での最も重い星は、銀河中心の Pistol star、その近傍にある FMM362、及び W31 に存在する LBV1806-20 である。特に後者はガンマ線バーストとの関

連が強く示唆されている一方、連星系である可能性も指摘されている。これらの星はいずれも $200M_{\odot}$ かそれ以上の質量を持つものと推定されているが、完全に単一星であるかどうかは十分に確認されていない。いずれも距離が遠く、星間減光の影響を無視できないこと、周囲がダストに覆われていると考えられることなどから、中間赤外、特に 10 ミクロン以長での分光観測が重要な役割を果たすと考えられる。この波長帯には、高励起のガスからの禁制線 ($[\text{NeIII}]15.6, 36.0, [\text{SIII}]18.7, 33.5, [\text{FeII}]24.5, 26.0, 35.4, [\text{SiII}]34.8, [\text{OIII}]51.8, 88.4, [\text{NIII}]57.3$ 等) が数多く存在し、減光の影響なく大質量星の性質を解明するには最も重要な波長帯である。上記の3つの候補天体については、Spitzer Space Telescope (SST) による分光観測が大きな貢献をすることが期待される。一方、SPICA は、これに対し2桁以上の感度を持つことが予想される。したがって、LMC, SMC の距離まで分光による探求を行うことができる。特に金属量が少ない環境では、より大質量星が生まれる可能性が示唆されている。この探求には「あかり」あるいは SST による撮像観測による候補天体の検出が期待されるが、候補星の性質の解明には分光による観測が必須である。予想される感度に従えば、SPICA により局所銀河群内の大質量星の分光を行うことも可能である。この研究には、中間赤外域での分光観測が必須であり、SPICA によるユニークな研究が展開できると期待される。観測装置としては、できれば波長数千の分解能で 10-100 ミクロン帯をカバーするものが望ましい。また分光サーベイが行えれば、ユニークな衛星観測となると考えられる。

2. Wolf-Rayet star とその質量放出と星間物質の進化

Wolf-Rayet star (以下 WR 星) は、進化末期にある大質量星と考えられ、大規模な星風に伴う質量放出を起こしている星である。Luminosity が大きいこと、化学組成に特徴があること、星風に伴う特徴的な輝線が見られることなどから、宇宙論的な遠方であっても検出可能である一方、大きなエネルギーを伴う質量放出現象により、周囲の星間空間の化学あるいは星生成活動に大きな影響を与え、星間ダストの有力な供給源としても重要であると考えられてきた。しかし、知られている WR 星が近傍にないことなどから、その質量放出現象、特にダスト生成についてはこれまで統計的な研究が乏しく、星間ダスト・銀河の化学進化の研究では、WR 星の影響は十分に検討されていない。特に、化学組成から分類されている WN, WC 型において、WC 型については、これまでも赤外線での分光観測があり、その周囲でのダスト生成に関しての研究が進められていたが、WN の星周域についての十分な研究は行われていない。WR 型銀河の観測から、WN 型の WR 星が、結晶質珪酸塩の重要な供給源ではないかとの指摘もあり、どのようなダストが形成されているかは、銀河内の物質進化の観点からも重要な問題である。

WR 星の星間空間への影響あるいは銀河進化への寄与を解明するには、(A)WR 星の性質及びダスト生成を含む星周物質との相互作用の理解と (B) 種々の銀河内での WR 星のサンプルの観測による統計的な研究が必要である。銀河系内及び近傍の銀河内での WR 星の分光観測は、SST により大きく進むことが期待される。LMC 内の WR 星については、UIR と同時に結晶化珪酸塩のバンドが検出されたという予備的な報告もあり、星周空間は、O-rich, C-rich の混合した環境である可能性も示唆されている。SPICA では少なくとも距離を 10 倍にした近傍の銀河内での WR 星のサンプルの分光観測から、上記の2点を明らかにする研究が進められると期待される。5-100 ミクロン帯には、10, 20 ミクロンの珪酸塩バンド、11.3 ミクロンの炭化珪素のバンド、6.2, 7.7, 8.6, 11.2, 12.7, 17 ミクロンにわたる芳香族炭化水素に起因すると考えられるバンド、20-70 ミクロンにかけての、珪酸塩を含む結晶鉱物のバンド、45, 63 ミクロンの氷のバンドなど、重要なダストバンドがある。このため、生成ダストの研究には 5-100 ミクロンにかけての分解能 200-300 程度の分光が適切である。一方星の性

質、星風と星周物質との相互作用を理解するには同じ波長帯の禁制線の観測が有効であり、数千以上の分解能の分光装置が望ましい。また赤外の分光サーベイによる WR 星の探索も重要である。10-100 ミクロン（あるいはそれ以上の波長での）帯での分光サーベイは衛星軌道からの冷却望遠鏡が必須であり、特に 20 ミクロン以上での高感度の分光サーベイはこれまで皆無であり、ユニークな観測を行うことができると考えられる。

3. 超新星残骸とその星間物質への影響

超新星については、次の章に詳しく述べられているが、特にその星間物質との相互作用は、星生成のトリガー、化学進化において重要な役割を果たす。したがって、超新星爆発の名残である超新星残骸の理解は、宇宙の進化を解明する上で重要な要素である。

超新星残骸は、周囲の物質との相互作用により赤外線で明るい。しかし、銀河系内の超新星残骸は多くが銀画面内に位置するため、近傍のものを除き、星間物質との重なりを十分に分解できず、詳細な研究を阻んでいる。これに対し、LMC は face-on に近い角度からの観測が可能で、周囲との相互作用を明瞭に解明することができる。SST の Kepler の観測では、極めてパッチーな構造とともに、中間赤外線で強い連続光成分の上に強い禁制線が重なるスペクトルが得られている。主な禁制線の強度は 10^{-16} W/m^2 程度であり、SPICA の予想感度からすると、LMC あるいは SMC を含む局所銀河の超新星残骸の分光観測も可能である。この点については、すでに「あかり」衛星が先駆的な観測を始めており、例えば Koo et al. (2007) は、SMC において中間赤外線による超新星残骸の初めての観測を行った (図 2.46)。

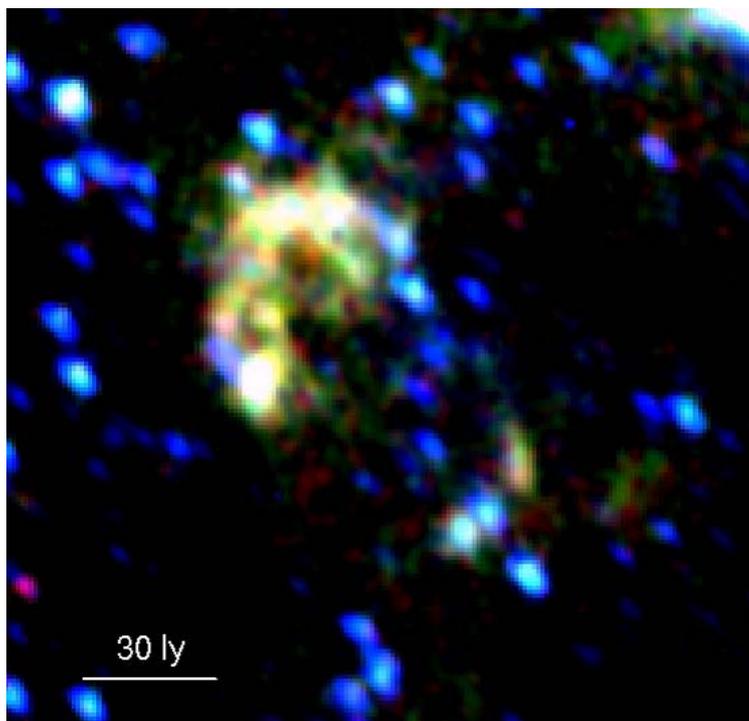


図 2.46: 「あかり」搭載近・中間赤外線カメラの観測による小マゼラン雲中の超新星残骸 B0104-72.3 の画像の合成カラー図（青：4 ミクロン、緑：7 ミクロン、赤：11 ミクロン）(Koo et al. 2007)。

超新星残骸は、輝線が極めて強く、また連続光の形も単純な黒体放射ではない。このため、通常の広帯域の測光観測による SED では、その性質を十分に理解することは困難である。これまで、超新星残骸と星間物質の相互作用については、電波領域での観測が主体となってきたが、エネルギーの多くは 10-200 ミクロン帯で放出されており、この波長帯での分光観

測の重要性は明らかである。これまで赤外線での観測では、分光感度と空間分解能（特に 20 ミクロン以上での）の不足により、十分に空間的に分解された観測ができる天体が限られていたことによる。SST の感度・分解能をもってしても、LMC での Kepler と同様の超新星残骸を分光観測することは困難である。SPICA は「あかり」、SST で検出されるであろう、局所銀河内の超新星残骸の詳細な分光観測を可能とし、星間物質の進化への寄与を明らかにすることができる。このような観測には、10-200 ミクロン帯の低分散からある程度の高分散（輝線の検出のためには数千）の面分光が可能な分光装置が望ましい。

2.8.5 超新星爆発、GRB

爆発期の超新星における中間～遠赤外線の観測例はまだ極めて少ない。その原因には、超新星が通常この波長帯に特徴的で強い輻射を殆どもたないことや、これまでの観測では位置分解能が悪いため、時間変動が捕らえられない場合には、超新星自身の輻射なのか、近傍（あるいは超新星自身が含まれる）HII 領域からの輻射なのかの区別が付けにくかったことが挙げられる。GRB の残光については、極めて暗いために現存の装置では事実上観測が不可能であったと考えられる。

しかし、これは、集光力、空間分解能、および機動性の向上で、一定レベルは克服できるため、SPICA のような大口径望遠鏡によって epoch making な仕事がなされることが期待される。ここでは特に活躍が期待される 3 つのテーマを掲げたい。

- 近傍超新星のネビュラフェーズ分光観測

SN 1987A の中間赤外観測により、鉄やニッケル、アルゴン、コバルトなどの輝線が観測されているが、それらの多くは 1100-10000km/s ほどの波長分解能である。Haas et al. (1990) は KAO に搭載された 400km/s の分解能を持つ分光器で、爆発から 400 日ほど経ったネビュラフェーズの SN 1987A の [Fe II] 17.9 μ , 26.0 μ 輝線を観測し、様々な興味深い議論を行っている（ちなみにこの輝線は約 10 年後の ISO SWS/LWS 観測では見つからなかった。この ISO 観測で見つかった [OI], [CII], [OIII] 線などは超新星放出物ではなく、近傍の励起領域を起源とすると思われる。Lundqvist et al. 1999）。たとえば、26 μ 線からはモデル温度に殆ど依存せずに Fe⁺ の質量を求めることが可能であるが、1987A では 0.026 太陽質量ほどであった。これは可視光度曲線とニッケル線の電離度から見積もられる Fe+量（0.06 太陽質量）に比べてかなり小さいが、その合理的な理由がよくわかっていない。超新星においては元素崩壊によるエネルギー放出が輻射場を支配しているが、[FeII]26 μ は非常に良い崩壊元素質量のトレーサーであり（Lundqvist et al. 1999）、理論モデルにおいても Fe 質量がどの程度あるのかは決定的な意味を持つため、他の超新星での追観測が求められる。

また、この波長帯の [FeII] 輝線を、可視や近赤外域にも多く見られる [FeII] 輝線と詳しく比較することで（輝線強度およびプロファイル）放出物質についてより正確な物理パラメータを得ることも可能になる。ハイパーノバで示唆されている爆発の非対称性を探る探針にもなる。爆発後数年以降は、超新星は大部分の輻射を中間赤外線領域で行うと考えられていることもあり（Kozma 1999）SPICA による高感度の観測によって超新星における元素合成の視野が大きく広がる可能性がある。

- 遠方超新星におけるダスト形成

遠方宇宙にダストが存在することは、damped Ly α system の観測（Pettini et al. 1994 など）や high-z QSOs の赤外～ミリ波による熱的輻射の観測などから知られている。Bertoldi et al. (2003) は $z > 6$ の SDSS QSOs に対しても IRAM を用いた 1.2mm 波の観測により熱輻

射と思われる emission を捕らえている。これから換算されるダスト質量は 10^8 太陽質量を越えているが、 z が 6 を超える遠方で低質量星がこれだけの重元素を供給できるとは考えられず、大質量星の超新星爆発がこれらの宇宙初期のダスト生成に寄与しているという考えが一般的である (Dwek & Scalzo 1980; Kozasa, Hasegawa & Nomoto 1989; Todini & Ferrara 2001 など)。

このようなダストは、宇宙初期において主たる冷媒として重要な役割を果たした水素分子を効率良く生成したとも考えられており、星形成活動にも大きな影響を与えたとも考えられている (Hirashita & Ferrara 2002 など)。これら宇宙初期のダストがいつ、どの程度生成され、どのような物理・化学特性を持っているかを知る事は、宇宙の進化を知る上で極めて重要である。

超新星の放出物質の中でダストが生成されている観測的な証拠は、SN 1987A における KAO や ISO による熱輻射の観測 (Moseley et al. 1989; Lundqvist et al. 1999) や SN 1998S における H, He のプロファイル変化 (R/V 比; Gerardy et al. 2000)、超新星残骸におけるダスト輻射などいくつか挙げられる。しかし、ダスト生成型新星 (DQ Her, V705 Cas など) に見られるように、可視光の減光と赤外輻射の増加が非常によく相関しているような、確たる証拠はまだ無いといつてよかろう。特に、熱輻射の観測の場合は、昔から存在するダストが超新星によって暖められた可能性もある (Gerardy et al. 2002)。超新星の放出物質中におけるダスト生成の研究には、時間的に密で精度の高い近～中間～遠赤外観測が求められる。

ところで、金属が極端に少なかった宇宙初期においては mass loss が有効に働かず、140-260 太陽質量といった超大質量星がほぼ初期質量を保ったまま電子・陽電子対生成により超新星爆発を引き起こしたと考えられている (Heger & Woosley 2002)。最初に宇宙を重元素で汚染した天体はこのような超新星であろう。Ferrara (2004) は、こういった超新星でどのようなダストが生成されるかを求めているが、それによると、初期質量の 7-20% (10-50 太陽質量) の大量のダストが一つの超新星あたりに生成されると求められている。このダスト生成率は $Z=0$ と太陽組成のいずれの 2 型超新星に比べても数倍大きい。ダストがいつ生成されるかは、モデルガスの断熱比 γ で大きく異なり、 $\gamma=1.25$ では爆発後数十年、 $\gamma=3/4$ では爆発後数十～百日となっている。後者の場合には生成されるダスト径も 10^3 から $1\mu\text{m}$ サイズまであり、輻射率も充分であろう。 $z=10$ に位置する 1000K のダストの熱輻射ピークは言うまでもなく中間赤外線にある。もしこういった超遠方の超新星が見つければ、時間的に密で精度の高い近～中間～遠赤外観測 (波長分解能はあまり必要ない) を行うことで、超新星の元素形成、ダスト生成、および初期宇宙進化に関する重要な観測事実を得る可能性がある。大口径・高位置分解能を有する SPICA に期待したいテーマである。

- ガンマ線バースト残光の観測

可視光よりも長い波長域でのガンマ線バースト残光は、基本的に暗いため、大きな口径をもつ望遠鏡が必要である。また、バースト発生直後に望遠鏡を向けられる機動性も重要である。静止座標系 (観測者) での近～中間～遠赤外線域の残光も、おそらくシンクロトロン輻射起源であり、可視や電波で観測されている輻射の内挿で表されると考えられる。 $z>8$ の遠方で残光は銀河間空間の水素の吸収によるライマンブレイクにかかるため、可視では観測不可能で、赤外線より長い波長で観測可能となる。高赤方偏移でのライマンブレイクの観測、ライマンフォレストの観測、母銀河の HII 領域の紫外・可視輝線を観測することにおいて、JWST や SPICA が大きく寄与する場面が予想される。高赤方偏移天体の観測では、時間の伸びにより、減光のタイムスケールも非常に長くなるため、数週間に亘る継続的な観測も重要と思われる。

ロング・バーストにおいては、GRB 030329 により、少なくとも一部は超新星を起源とすることがわかっている。この場合、可視光では数日後以降は残光成分は衰退し、超新星成分の輻射が支配的となる。電波でも周囲に漂うガスとの相互作用により超新星成分が大きくなる場合がある。一方、中間赤外域においては、極めて近傍のサンプルを除いて、超新星はほとんど輻射を出さないことから、比較的近傍のガンマ線バーストの残光観測においては、超新星成分によらない、非常にピュアな残光の継続観測ができると期待される。これは残光の可視光度曲線で見つがっているバンプが、超新星起源と考えられていることに対して (Bloom et al 2002 など) その是非の重要な知見をもたらしてくれる可能性がある。しかしその時期の残光の中間赤外線強度は極めて小さいであろうから、SPICA をもってしても観測は困難かもしれない。

2.8.6 物質循環 (星間ダスト)

これまで見てきた通り、恒星進化末期の質量放出現象は星の進化過程を決定する主要なプロセスであり、その解明は星の進化を理解する上で欠かせない。その一方で、質量放出現象は、星間空間への物質還元という観点からも重要なプロセスであり、宇宙における星間物質の循環を考える上で大切な要素である。この節では星間空間でのダストや物質還元を明らかにする立場から進化末期の恒星と星間ダストの関係を考え、SPICA による観測研究の意義について述べる。

宇宙の重元素循環において、現在、何が問題なのであろうか？

星間空間には大量のダストが存在しており、宇宙における物理・化学過程の多くを担っている。しかしながら、宇宙におけるダストがどこで生成され、どのぐらいの寿命を持ち、またどのようにして破壊されるのか、という問題は、今日でも理解されたとはいえない状況にある。例えば Dwek et al. 1998 は、ダストを生成するプロセスとして各種星からの質量放出現象を、ダスト破壊プロセスとして超新星などによるショックをそれぞれ考えて、その両者の量を銀河スケールで推定・比較した。それによると、現在予想されているダストの破壊率はこれまで知られているダストの生成率を 10 倍近く上回る事が示唆される。これは宇宙空間の重元素の多くがダストに取り込まれているという観測と矛盾している結果である。この見積りがそもそもおかしいのであろうか？あるいはこれまで考慮されてなかったダスト生成過程、例えば分子雲中のダスト形成など、が起きているのであろうか？この問いは宇宙の物質循環の中でも大きなウエイトを占める問題でありながら、今だ謎として残されたままになっている。ダストの観測的研究には中間赤外から遠赤外線にかけての分光観測が重要な役割を果たすため、この波長域で抜きん出て高い性能を有する SPICA 望遠鏡への期待は非常に大きい。以下、この問題の解決に SPICA が果たすべき役割を 3 例列挙する。

1. ダスト破壊の観測的解明

ダスト循環を調べる上でネックとなっているのは、ダスト破壊プロセスの理解が不足している点にある。ダストの破壊プロセスは、これまで理論的な研究が何例かあるだけで、観測的な研究がほとんどなされて来ていない。これは破壊が起きる空間が非常に希薄な星間空間であり、既存望遠鏡では感度的に観測が難しいからである。

SPICA はダストのバンドフィーチャが豊富な中間～遠赤外線にかけて抜群に高い感度を有する望遠鏡である。また口径が 3.5m と大きいいため回折の影響も小さく、30 ミクロンで 3" という高い空間分解能が達成できる。この SPICA を用いれば、衝撃波面前後でのダストの諸元 (例えば量、サイズ分布、種別など) を精密に観測し、その比較からダストの破壊の様子を明らかにすることが可能となる。さらに SPICA の高い空間分解能は、超新星などの放出物質ともともとあった星間物質とを区別するにも有用である。このような観測は今後 Spitzer

や「あかり」などでも進むと思われるが、感度や解像度、観測時間の点から対象はごく限られたものだけになってしまうであろう。多数のサンプルを観測し、ダスト破壊プロセスの一般描像を得るには、SPICAによる観測が不可欠である。

2. 星間空間と星周空間におけるダストの組成/構造/サイズの比較

一口にダストと言っても、その構成物質は多様であり、シリケートやアルミナなどの酸素系ダスト、グラファイトや芳香族炭化水素などの炭素系ダスト、また鉄などの個体金属、とさまざまな種類がある。またダストの構造も物によって違いがあり、同じ組成のダストでも非晶質(アモルファス)のものと結晶化したものが存在する。サイズの違いを含めると、宇宙のダストは実にさまざまなバリエーションを示すと言える。

ダストの組成や構造はその材料となるガスや形成環境の違いを反映すると考えられる。したがって、星間空間にどのようなダストがあるかを調べれば、どのような場所でダストが形成されているのかについて有用な情報が得られる。これまでの観測だけでは特に星間ダストの組成/構造について情報が不足気味であり、これを打開するには中間赤外域の分光観測によって星間ダストの吸収フィーチャを精度良く測定することが必要となる。

吸収の測定においては基準光源の選択が重要な要素であるが、基準光源となるような星周構造を持たない星は中間赤外で暗く、既存の装置では吸収観測は大変難しい。SPICAはこの状況を打開するに足る高い感度をもつ望遠鏡である。SPICAを分光観測に用いれば、数kpcはなれたK型星でも十分な精度で測定が可能であり、これを基準光源として用いて星間ダストによる吸収を精度良く測ることができる。これを質量放出星まわりのダストと詳細に比較すれば、星間ダストの大半が質量放出星まわりで生まれたのか、あるいは他の供給源があるのかについて制限を与えることができる。これは宇宙のどこでダストが生まれているかという宇宙重元素循環にとってもっとも大きな疑問に答えるものであり、その重要度は高い。

3. 星周ダストの拡散過程

星間空間でのダストの循環を理解するには、星間空間でダストがどれくらいよく混ざっているのか、を理解することも重要である。特に、ダストが生成される現場(そこはおそらく平均的な場所よりも高密度な領域だと想像される)から一般の星間空間へと拡散してゆく過程はダストの混ざり具合を決定する主たる要素のひとつであり非常に興味深い。例えば、もしこの拡散の空間スケールが十分に大きいならば、星間ダストは宇宙空間で良く混ざっている事になり、どの方向を見ても均質なダストが見えることとなる。逆に、もし拡散サイズが非常に小さいならば、星から放出されたダストはごく限られた領域だけを汚染することになり、星間ダストはまだらな構造を持つことになる。これまでの星間拡散光の観測などからは前者の描像が支持されているが、近年のモデル計算や観測では拡散が数pc程度までしか広がらないような例も見付かって来ている(Zijlstra 2002)。

ダストの拡散過程を知る上でもSPICAの高い空間分解能と高い感度は非常に有効である。特に遠赤外域での高解像度観測は、ダストシェルの外側での構造を知る上で非常に重要な方法のひとつである。遠赤外域によるダスト放射の観測は、分子が解離するまで希薄になったダストシェルをトレースできる数少ないツールであり、そこから得られる情報はシェル外縁部でのダスト(やガス)の振舞を知る上で重要なものとなる。また、SPICAの持つ中間赤外域での高い感度を活かせば、シェル内のダストを背景星の吸収の形でとらえることも不可能ではない。これが実現すれば、星からpcスケールに渡る星周ダストの量や組成などを明らかにすることができ、ダストの拡散プロセスに大きな制限をつけることが可能となる。

2.9 太陽系の起源とその進化

太陽系科学にとって大きな課題は、「太陽系形成の歴史を探る」ということである。この課題の解明の手法としては、惑星探査など「その場」で研究する方法と、天文学的な「リモートセンシング」的手法がある。前者は、対象を精度良く詳しく調べることができるという利点があるが、対象が限られるという欠点がある。一方、天文学的手法は、太陽系内ないに点在しているサンプル(天体)を、無バイアスに調べられるという利点がある。この両者はこのように相補的であり、両者の手法を駆使することによりはじめて、太陽系形成の歴史の全体像に迫ることができる。

上記のうち天文学的手法を大きく前進させる SPICA 計画は、太陽系・惑星科学分野にとっても非常に魅力的なプロジェクトである。太陽系・惑星科学、とりわけ古典的なわれわれの太陽系に限って、このプロジェクトでどのようなサイエンスが生み出されるのか、そのためにはどんな必要条件が装置的に満たされなくてはならないかについて、特に太陽系初期の記憶を残存している始原的天体である太陽系内小天体を中心に、本稿ではまとめる。

太陽系内小天体は、小惑星、衛星、彗星、惑星間塵、などの分類がされてきているが、ここでは小惑星の他、エッジワースカイパーベルト天体や氷衛星を含めた氷微小天体、彗星のガス、彗星の塵、彗星起源および流星体のダストトレイルというくくりで、そこから生まれるサイエンスを記述する。

いずれにも共通している大きな要求項目は、観測時に通常の追尾ではなく、太陽系天体の動きに追従した非線形追尾の必要性である。地上観測でもそうであるが、太陽系天体は非恒星時追尾が必要となる。衛星の場合も、その原理は全く同じとなり、通常の恒星への追従に加えて、太陽系天体独特の追尾が必要となる。したがって、衛星設計時に、当初からそのモードを十二分に考えて含めておくことが肝要である。

また、氷小天体の項目で触れられているように、この波長帯においては、太陽系天体は非常に明るい。したがって、大型で軌道の良く決められている小惑星等は、較正用に観測される可能性がある。キャリブレーションはすべての天文学的観測に肝要であるが、実は細かなことを言えば、太陽系天体の熱モデルや表面物性から来る不定性は解決されているわけではない。土星の衛星の一部の反射率が 1.0 というような非現実的な値となっていることを考慮すれば、これまでの低感度での観測ならともかく、SPICA のような高感度装置になると、これまでよりさらに精度の高い熱モデルを考慮し、較正用に供することが我々の使命でもあるだろう。

さらに、各項目では述べないが、太陽系天体は一般的に理解しやすく、わかりやすい、したがって親しみやすく、その成果、広報の格好の材料になることも忘れては成るまい。多額の予算を費やす大型プロジェクトでは、専門の広報担当が必要であることはもはや時代の要請と成りつつある。しかしながら、広報の素材、しかも一般にわかりやすい材料が無くては、どんなに体制を整えても難しかろう。彗星、とくにオールト雲起源の彗星は突然に出現し、明るくなることが多く、そういった彗星に即応する運用体制を整えておくことが、科学的成果を最大限に引き出すのみならず、我々が行う天文学プロジェクトの理解を得るためにも大事であることは、肝に銘じなくてはなるまい。

以下、各項目別にサイエンス提案をまとめる。

2.9.1 小惑星：岩石小天体

赤外低分散分光による岩石小天体の含水鉱物探査

近赤外から中間赤外線領域において、低分散分光器(波長分解能は $\sim 1,000$ 程度)における小惑星反射スペクトルの分光観測を行うことを提案する。観測装置は、これまでの地上観測のような

バンドごとに分かれたスペクトルではなく、地球大気での吸収帯も含めた広い波長範囲を一度に観測できる分光器がのぞましい。小惑星や、衛星は非恒星時追尾を必要とする。さらに、スリット上に目標天体を正確に乗せ続ける必要から、スリットビューアが必須である。

以下、その科学的意義について述べる。

始原天体である太陽系小天体のうち、特に岩石小天体を構成する鉱物を調べることは、太陽系形成時の初期段階～中途における物質の化学進化を探る手がかりとして重要である。含水鉱物は強く熱せられるとその内部の水が取り除かれるような化学変化をおこし、異なった鉱物に変化してしまう性質を持つ。そのため、天体集積段階において、大規模な衝突や集積による内部加熱など、鉱物が溶けるような加熱が生じれば、その加熱を受けた部分から含水鉱物は取り除かれてしまうと考えられている。そこで、このような含水鉱物に注目することにより、その天体の熱的進化の度合を見積もることができる。

特に、岩石小天体にある含水鉱物は、これまでの惑星集積の中途状態を保存しているものとされ、その小天体がどのような熱履歴を経て現在に至っているかを探る手がかりとなる。これまで、含水鉱物は太陽からの距離が遠い氷小天体には見つかったが、岩石質小天体においては観測精度の問題から、地上観測では見つからないと考えられていた。しかし、最近では UKIRT を用いた観測で、最大の小惑星 (4)Vesta に $3\mu\text{m}$ 帯の水分子に起因する吸収が認められる結果が公表された (Hasegawa et al. 2003)。これは岩石小天体には含水鉱物が存在するという証拠として非常に重要である。このような結果は近年の観測機器の発達によってようやく達成された結果である。これは同時に地上からの含水鉱物の検出は困難であることを意味している。地上の観測においては地球大気の吸収という問題を避けて通ることができない。水分子は地球大気に豊富に含まれ、その吸収帯はほぼ地球の大気の不透明な部分と対応している。そのため、岩石小天体の水を検出するためには困難がある。

中間赤外領域においても、水に起因する吸収が存在する。また、鉱物のシリケートに起因する吸収も存在する。中間赤外領域の飛翔体観測では、ISO を用いたハールボップ彗星の観測において $12\mu\text{m}$, $45\mu\text{m}$, $62\mu\text{m}$ の水に起因する吸収が指摘された (Grün et al. 2001)。当然、含水鉱物にも上記のような吸収が期待される。これが岩石小天体で検出できれば含水鉱物の存在を指摘することができる。したがって、岩石小天体の含水鉱物を論じるうえでは、中間赤外領域の観測もあわせて行うことにより、より詳細な小天体の情報を得ることができると期待される。しかし、地上からでは近赤外領域の例と同じように非常に困難であり、小惑星にはそのような観測例はない。

岩石小天体の含水鉱物の存在を議論するには近赤外～中間赤外領域でより多くの天体を観測する必要がある。しかし、他の小天体では上記の事例より更に精度の良い観測を行う必要がある以上、現在の地上からの観測には限界が見えていることは明白である。

SPICA において、地球大気の影響が及ばない宇宙空間からの観測では大気によって吸収される領域に存在する含水鉱物の水分子に起因する吸収が観測できれば、より多くの岩石小天体についての組成に迫ることができ、太陽系形成の初期～中途の段階の物質がどのように化学進化したのかという点について手がかりを得ることが期待できる。この結果は岩石小天体に限らず、他の氷小天体や原始星、原始惑星円盤、隕石資料などの実験室データなどの結果とあわせて星間ダストから天体形成、惑星集積における物質化学進化のストーリーを探る手がかりになると考えられる。

以上の理由より、SPICA に低分散分光器を搭載することを強く要望する。

小惑星の近・中間赤外同時観測

近・中間ミクロン帯の同時測光ができる光学系の広視野の中間赤外撮像装置。可能であれば、近・中間ミクロン帯で、4色 (I または z、10、20、30 ミクロン) ダイクロイックミラーで分

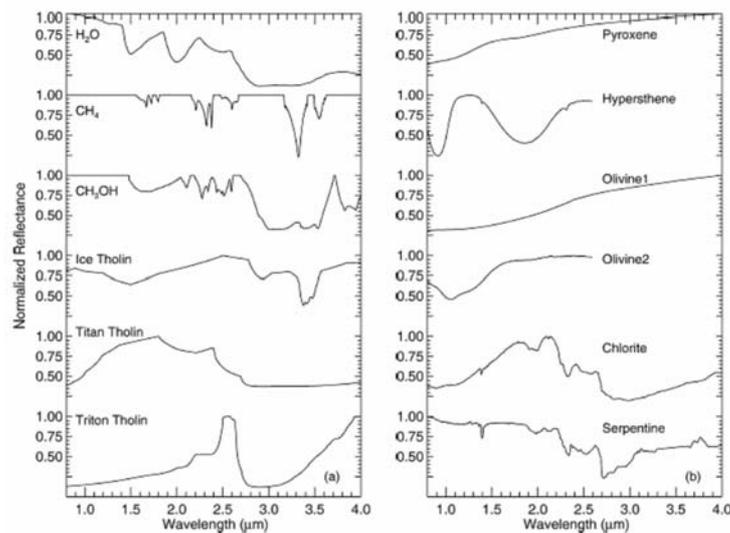


図 2.47: 左は実験室での各岩石小天体構成鉱物野分光データである。左図一番上に水の吸収、左図上4つは無水鉱物、左図下2つが含水鉱物である。このように含水鉱物では鉱物に含まれる水分子の影響で、 $2.0 \mu\text{m}$ や $2.8 \mu\text{m}$ 付近、それより長波長側に顕著な吸収が現れる (Emery et al. 2003)。しかし、その波長領域は地球大気の不透明な部分に重なっており、地上からの観測は困難を極める。

けた同視野撮像装置。最低限の要求として IRC/ASTRO-F と同コンフィギュレーションのもの。視野は5分角程度ある事が望まれる。

以下、その科学的意義について述べる。

太陽系の小惑星は太陽系形成期に出来た微惑星の生き残りと考えられている。しかしながら、大きさが数10 kmと言った小さな小惑星については、一度合体成長した微惑星が衝突によってどんどん小さくなった天体であると考えられている。即ち、現在我々が見ているそれらの天体は微惑星の生き残りというよりは、衝突によって砕けた破片を見ていると言った方がよい。このことは、微少サイズの小惑星のサイズ分布を調べる事によって、衝突メカニズムの解明や初期太陽系の推定に役立つことが出来るという事を示唆している。

微少小惑星のサイズ分布は、例えば、日本のグループでは吉田二美らのグループで行われたような、可視の広視野大型望遠鏡によるサーベイによる物がある (Yoshida et al. 2002)。可視の検出器は赤外検出器と比較しても感度がよいという事もあり、この方法は小惑星のサイズ分布を測定するという意味では王道である。しかしながら、可視光による小惑星サーベイの方法の唯一の欠点はサイズとアルベドが分離出来ない事である。サイズ・アルベドの分離ができないと真のサイズ分布を求める事ができない。そこで、上記のような可視光サーベイを補間する為に、SPICAの広視野の近・中間赤外線装置で、黄道面を観測し、微少小惑星サイズ分布を求める事を提案する。この手の研究は Tedesco et al. (2002) が Infrared Space Telescope で行われ、Spitzer Space Telescope でも同様の手法でサイズ分布も求めているが、SPICA ではさらに約2等暗い天体のサイズ分布が求められる事が期待される。

さて、実際にどれくらいの小さなサイズの小惑星の小惑星が検出できるかについてだが、下記に、SPICAの予想感度から導出した、小惑星の測光の検出限界を表2.2に示す (Hasegawa 2000)。メインベルトの小惑星に於いて、50 m以下サイズの小惑星を検出する事ができると考えられる。このサイズは実は大気圏に小天体が突入した時に天体がばらばらに砕ける上限値である (Morrison et al. 1994)。このことは、SPICAで観測が可能であると考えられる小惑星は、地球に降ってくる

隕石母天体のその物をダイレクトに観測する事ができる事を示している。

さて、小惑星の熱輻射と反射光の観測を組み合わせる事によって、サイズとアルベドを分離して求める事ができる。よって、本観測提案では反射光成分と熱輻射光成分を同時に測定する事が重要である。反射光成分は検出できればよいので、I or zバンドと言った短波長側のフィルターが都合がよい。熱輻射光の観測はピーク近辺の10～30ミクロン帯で数点測定できればよい。数点観測することによって、サイズ・アルベドの他に表層の熱慣性も求める事が可能になる。熱慣性は小惑星のレゴリス粒径と関係ある事が示唆されている（小さな天体にはレゴリスがなく熱慣性が大きいと考えられている）が、サイズの小さな小惑星での熱慣性を測定する事によって、1000m以下サイズの小惑星のレゴリス状態も調べる事が可能である。

なお、同時観測でなければならない理由は小惑星が変光しているからである。天体によっては1.5等も変光する天体もあり、またその周期は数時間というものも存在している。異なる時間に異なる観測する事はこの変光の効果がはいる可能性があり、誤差を生じさせる原因となる。よって、可能な限り同視野を同時観測できるようなダイクロイックミラーを用いた近・中間赤外線撮像装置が望まれる。なお、観測機器の視野は積分時間中に天体（近地球型小惑星）が外れて行かない程度、即ち5分角程度以上ある事が望まれる。

表 2.2: SPICA の撮像装置の小惑星の予想検出限界

distance [AU]	diameter[km]					
	10 μ m	20 μ m	50 μ m	75 μ m	100 μ m	200 μ m
1.5(NEO)	0.017	0.017	0.10	0.44	0.95	4.5
2.0(MBA)	0.044	0.032	0.20	0.71	1.4	7.0
2.5(MBA)	0.10	0.055	0.32	1.0	2.2	10
3.0(MBA)	0.14	0.084	0.45	1.4	2.8	14
3.5(MBA)	0.26	0.11	0.55	2.0	3.2	17
5.2(Jupiter)	1.0	0.32	1.0	3.2	6.3	28
9.6(Saturn)	14	1.0	3.0	8.4	17	55
19(Uranus)	(22V)	10	11	28	44	170
35(EKBO)	(22V)	140	45	89	140	390
40(EKBO)	(22V)	(19V)	63	120	170	550
45(EKBO)	(22V)	(19V)	85	140	220	630
50(EKBO)	(22V)	(19V)	100	170	260	710
55(EKBO)	(22V)	(19V)	140	220	320	890
60(EKBO)	(22V)	(19V)	200	280	350	1000

2.9.2 氷微小天体

EKBOs、Centaur、外惑星の氷衛星、特異小惑星といった「氷微小天体」の正体を解明するための観測を提案する。

EKBOs（エッジワース＝カイパーベルト天体）、Centaur、外惑星の氷衛星、特異小惑星などの太陽系外縁部氷小天体は太陽系形成論における微惑星（あるいは微惑星集合体）の候補天体である。このためこれらの天体の物理特性は原始太陽系および太陽系形成過程のシミュレーションに対する基本パラメータを与える。しかしながらこれらの天体は暗く低温のため、ほとんど観測に成功していない。

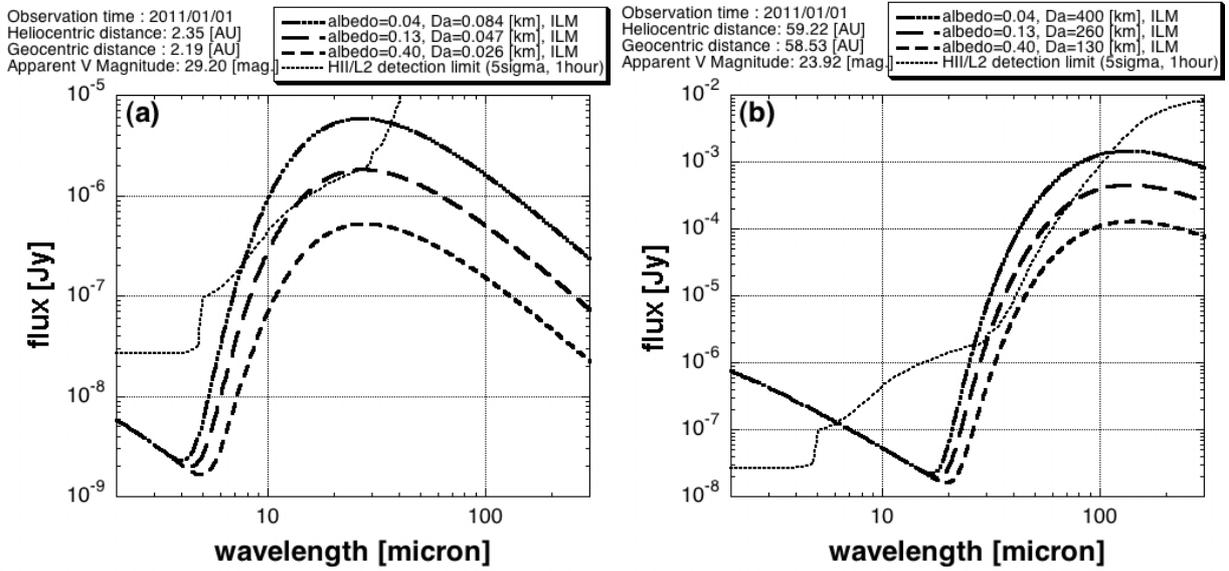


図 2.48: 3.5m 径の冷却望遠鏡、検出限界は 5 σ 、熱モデルは ILM(FRM)、1 時間積分を仮定。ここで SPICA についてのプロットは、SPICA の旧称である HII/LII のそれに対応する。

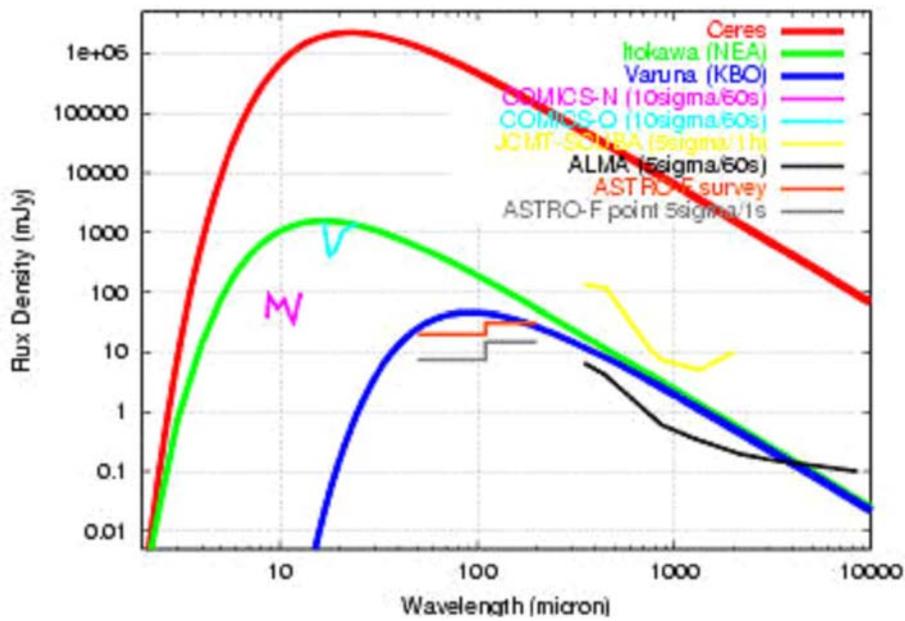


図 2.49: 太陽系小天体のスペクトルエネルギー分布 (SED)

1. 中間赤外線領域で比較的距離の近い表面温度の 100K 程度の外惑星の衛星や特異小惑星を、遠赤外線領域で距離の遠い低温度の EKBO を観測し、地上からの可視観測と合わせ、アルベドとサイズを決定する。
2. 微惑星表面の揮発性物質の昇華を観測し、彗星活動、内部太陽系への軌道進化と彗星への進化と表面アルベドとの関係を知る。
3. 固体の反射光吸収特性から、微惑星表面の物質を特定する (図 2.49)。

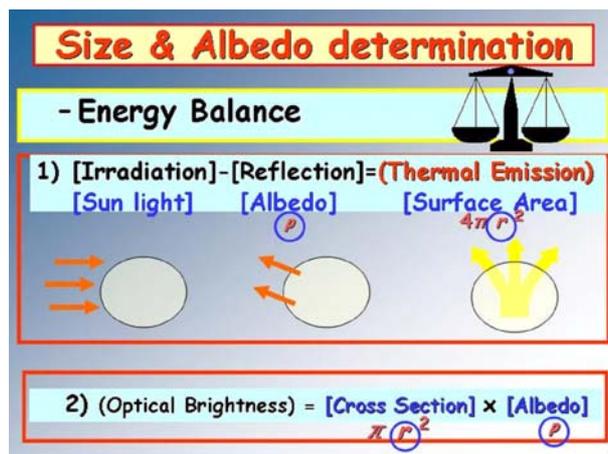


図 2.50: 小天体の大きさとアルベドの決定方法

以下、上記 3 項目のそれぞれの詳細について述べる。

1. アルベドとサイズの決定

遠方の小天体は撮像観測によって直接分解することが出来ない。大きな EKBO でも典型的に 0.02" 程度の大きさしかなく、直接撮像観測されたのは探査機ミッションによって直接測定された 1P/Halley, 19P/Borrelly, 81P/Wild 2 の彗星核 (EKBOs 進化天体) のみである。探査機ミッションでのその場計測を除いて“サイズとアルベド”を決めるには熱放射を測定し、天体表面でのエネルギー釣り合いを解くことによる方法のみである。大口径赤外線宇宙望遠鏡がこれを可能ならしめる。これらの暗い低温天体の熱放射を多く測光し、知られていない微惑星のサイズ分布を求める。(赤外測光)

表 2.3: 氷微小天体のアルベドの多様性

Object	Albedo (average)
5 TNOs	0.051
4 Centaurs	0.088
3 Unusual asteroids	0.027
Pluto	0.5—0.7
Charon	0.3—0.4
Encradus	1.0

- アルベド値の非一様性

さらにこれまで為された熱観測によって得られたアルベド値にはまったく一意性がな

く、0.02 から 0.7 あげくの果ては、土星の衛星に 1.0 というものまで存在する。このよう名アルベドの多様性がなぜ存在するかは、観測例が少なく、まったく謎のままである。アルベド対、サイズ、カラー、軌道長半径、などの関係を統計的に求めることによりこの謎に迫る

表 2.4: これまで太陽系外縁部小天体および氷小天体に対して行なわれた熱観測の全結果 (不確かな結果も含む)

Table 3. Derived diameters and albedos of cometary nuclei and unusual asteroids.

Object	class	Diameter [km]	Albedo (pv)	wavelength [μm]	Telescope	References
P/Neijmin 1	Comet	21.2 \pm 1.0	0.06 \pm 0.05	10.6/20.1	CTIO 4m	Campins <i>et al.</i> (1995)
P/Arend-Rigaux	Comet	9.2 \pm 0.4	0.04 \pm 0.01	5/10/20	IRTF	Millis <i>et al.</i> (1988)*
P/Wilson-Harrington	Comet	3.9 \pm 0.5	0.05 \pm 0.01 (pv)	10.6	Catalina 1.54m	Campins <i>et al.</i> (1995)
C/2001 OG ₁₀₈	Comet	17.8 \pm 1.4	0.030 \pm 0.005	-	-	Abell <i>et al.</i> (2003)
average albedo			0.045			
Varuna	TNO	900 ⁺¹²⁹ ₋₁₄₅	0.070 ^{+0.030} _{-0.017}	850	JCMT	Jewitt <i>et al.</i> (2002)
		1060 ⁺¹⁸⁰ ₋₂₂₀	0.038 ^{+0.022} _{-0.010}	1200	IRAM	Lelouch <i>et al.</i> (2002)
average Varuna			0.054			
(55565) 2002 AW ₁₉₇	TNO	886 ⁺¹¹⁵ ₋₁₃₁	0.101 ^{+0.038} _{-0.022}	1200	IRAM	Margot <i>et al.</i> (2002)
(47171) 1999 TC ₃₆	TNO	609 ⁺⁵³ ₋₄₇	0.05 \pm 0.01	1200	IRAM	Altenhoff <i>et al.</i> (2004)
(15788) 1993 SC	TNO	328 ⁺⁵⁵ ₋₅₆	0.022 ^{+0.013} _{-0.006}	90	ISO	Thomas <i>et al.</i> (2000)
(15874) 1996 TL ₆₆	TNO	632 ⁺⁸⁴ ₋₈₈	0.030 ^{+0.012} _{-0.007}	90	ISO	Thomas <i>et al.</i> (2000)
average albedo			0.068*			
(2060) Chiron	Centaur	168 ⁺³⁸ ₋₄₆	0.13 ^{+0.12} _{-0.046}	60	-	Sykes & Walker (1991)*
		180 ⁺⁴⁰ ₋₅₀	0.10 ^{+0.09} _{-0.035}	22.5	IRTF	Lebofsky <i>et al.</i> (1994)*
		148 \pm 22	0.14 ^{+0.06} _{-0.05}	19.2	IRTF	Campins <i>et al.</i> (1994)
		168 \pm 20	0.13 ^{+0.06} _{-0.03}	1200	IRAM	Altenhoff <i>et al.</i> (2004)
		148 \pm 8	0.17 \pm 0.02	12.5/17.9	Keck I	Fernández <i>et al.</i> (2002)
		142 \pm 5	0.11 \pm 0.02	25/60/100	ISO	Groussin <i>et al.</i> (2004)
average Chiron			0.13			
(10199) Chariklo	Centaur	302 \pm 30	0.045 \pm 0.010	20.3	UKIRT	Jewitt & Kalas (1998)
		278 \pm 19	0.055 \pm 0.008	1200	IRAM	Altenhoff <i>et al.</i> (2001)
		236 \pm 12	0.07 \pm 0.01	25/60/100	ISO	Groussin <i>et al.</i> (2004)
average Chariklo			0.057			
(8405) Asbolus	Centaur	66 \pm 4	0.12 \pm 0.03	12.5/17.9	Keck I	Fernández <i>et al.</i> (2002)
(5145) Pholus	Centaur	189 \pm 26	0.044 \pm 0.013	20	UKIRT	Davies <i>et al.</i> (1993)
average albedo			0.088			
1999 LE ₃₁	Unusual	9.05 ^{+1.06} _{-2.71}	0.031 ^{+0.030} _{-0.020}	12.5/17.9	Keck I	Fernández <i>et al.</i> (2001)
2000 HE ₄₆	Unusual	3.55 ^{+1.16} _{-0.78}	0.023 ^{+0.021} _{-0.013}	12.5	Keck I	Fernández <i>et al.</i> (2001)
2000 DG ₄	Unusual	8.64 ^{+2.26} _{-1.83}	0.027 ^{+0.022} _{-0.018}	11.7/12.5/20.8	Keck II	Fernández <i>et al.</i> (2001)
average albedo			0.027			
B, C, D, F, G, P, T-type	asteroid		0.02-0.11			
Trojan	asteroid		0.041			
C/2002 CE ₁₀	comet	11.4 ^{+9.9} _{-0.8}	0.020 ^{+0.006} _{-0.003}	8.6	ESO 3.6m	this work

● 測光標準天体として熱モデルの構築

太陽系小天体は完全には固体天体であるため、ガスを扱う他の天体の比べ、その表面熱収支を記述する熱モデルはとても単純である。また近傍の岩石小天体および明るい衛星といった比較的 S/N を稼ぎやすく、探査機などによって素性がある程度理解されていることから、赤外線からサブミリ波におけるフラックス較正天体として用いられる。よって、各天体グループにおいて、様々な波長で SED を求め、熱モデルを構築することは、衛星天文観測にとって不可欠の研究である。

2. 昇華揮発性物質の検出

太陽系外縁部小天体の物質組成と彗星への天体の進化を探る上で、氷小天体から揮発性物質ガスの検出することは重要である。しかし、未だ成功に至っていない。C/Hale-Bopp など ISO で検出されたガス成分の検出を目指す (中低分散分光)。

3. 固体の反射光吸収特性

赤外線波長域には、CO, CH₄, N₂, H₂O など揮発性成分の氷の吸収が幅広く存在する。物質組成と結晶化氷小天体の形成時および現在に至る温度条件を求め、原始太陽系星雲の熱的進化過程をさぐる。

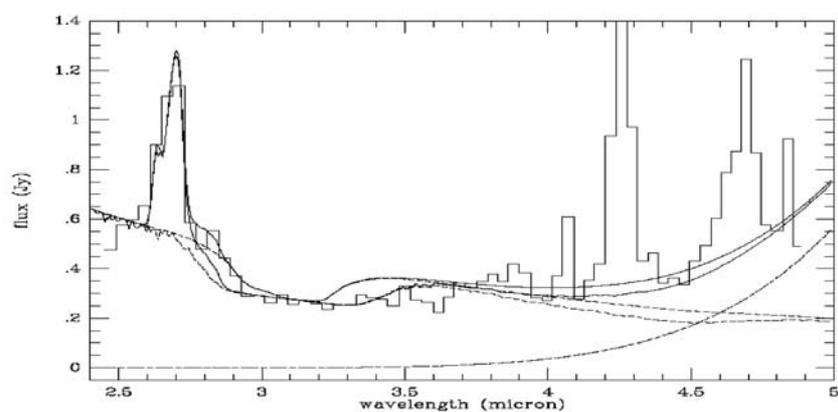


図 2.51: ISO によって検出された彗星からのガス成分 (1)

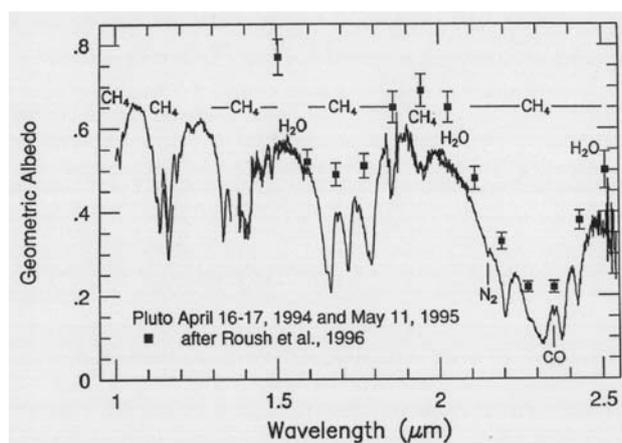


図 2.52: ISO によって検出された彗星からのガス成分 (2)

2.9.3 彗星

彗星のガス

彗星のガスを対象として、赤外高分散分光観測による彗星の有機分子探査を行なうことは、大変に重要なテーマである。

具体的には、近赤外から中間赤外領域における高分散分光器による、彗星コマ中のガスの分光観測を行うことを提案する。観測装置は、広い波長範囲を一度に観測するため、エシェル型の分光器が望ましい(波長分解能は100,000以上)。彗星のような非恒星時追尾が必要な天体の場合には、スリット上に正確にターゲット天体を乗せ続けるためにも、スリットビューアが必須である。

始原天体である彗星に含まれる分子の組成を調べることは、太陽系形成初期までの物質の化学進化を探る上で非常に重要である。特に、彗星が過去の地球に多くの物質をもたらしたという可能性はAstrobiologyの観点からも注目されており、彗星氷に含まれる様々な有機物質の探査がすすめられている。しかし、メタン、エタンをはじめとする飽和炭化水素は永久双極子モーメントを持たないものが多く、電波領域では観測が困難である(こうした分子の重水素置換体についても同様で、永久双極子モーメントが極めて小さいものが多い)。そのため、彗星の氷にメタンとほぼ同量のエタンが含まれていることが観測されたのは、ほんの数年前のことであった。エタンは気相中の化学反応では多量に作り出すことができず、物質の化学進化に塵表面反応が大きく関与していた証拠として極めて重要な観測事実であると考えられている。こうした新発見は、近赤外高分散分光観測が実用的になってきて、初めて可能となった。現在、地上における赤外高分散分光観測は、次第に高い分散が実現されてきており、今後、こうした新しい発見が続々と続くのではないかと考えられる。

しかし一方で、地上からの観測である以上、地球大気による吸収という問題を避けられない。多くの分子が、その検出を阻まれている。先にあげたメタン分子を例にすれば、地球大気中のメタン分子による吸収は非常に強く、吸収の中心波長では地球大気の透過率はほぼゼロである。幸い、彗星の場合には太陽光による蛍光励起によって分子が輝線を発するため、ターゲット天体と地球との相対運動によるドップラーシフトを利用して、ターゲット天体からの輝線が地球大気の吸収から外れたところを狙って観測することができる(図2.53)。しかし、そのような条件は彗星の軌道に依存するうえ、場合によっては、地球から観測可能な時期にはほとんど速度差がつかず、メタン輝線がほとんど観測できない場合も多い。彗星氷の主成分を占める H_2O 分子についてはなおさらであって、地球大気の吸収が多くの分子の観測を阻んでいることが分かる。

波長 $3\mu\text{m}$ 付近には、C-HおよびN-Hの振動バンドがあり、多くの分子がこの波長域に振動遷移を持っている。また、中間赤外波長域には様々な分子の骨格振動のバンドが存在しており、分子分光学的にも非常に重要な波長域となっている。現在までに彗星氷に含まれる分子の探査は、主に電波領域で行われてきており、地球大気の影響を排することができれば、さらに多くの分子種が検出できる可能性が高い。SPICAによる赤外高分散分光観測は、太陽系形成初期段階までの物質化学進化について貴重な手がかりを提供できると期待される。また、彗星だけにおよばず、多くの原始惑星系円盤、原始星の観測ともあわせて、分子雲から惑星系形成にいたる段階での物質の化学進化を探る手がかりになると考えられる。以上の理由から、SPICAに高分散エシェル分光器を設置することが強く望まれる。

以下、彗星のガスをテーマにして、具体的な課題について述べる。

1. 飽和炭化水素の含有比率

飽和炭化水素の組成比は、星間化学の観点から非常に興味深い。彗星における C_2H_6 (エタン)の発見は、その存在量が CH_4 (メタン)に匹敵するほど多かったため、非常な驚きを研究者に与えた(Mumma et al. 1997)。いまだかつて、星間氷中に C_2H_6 の存在が見出され

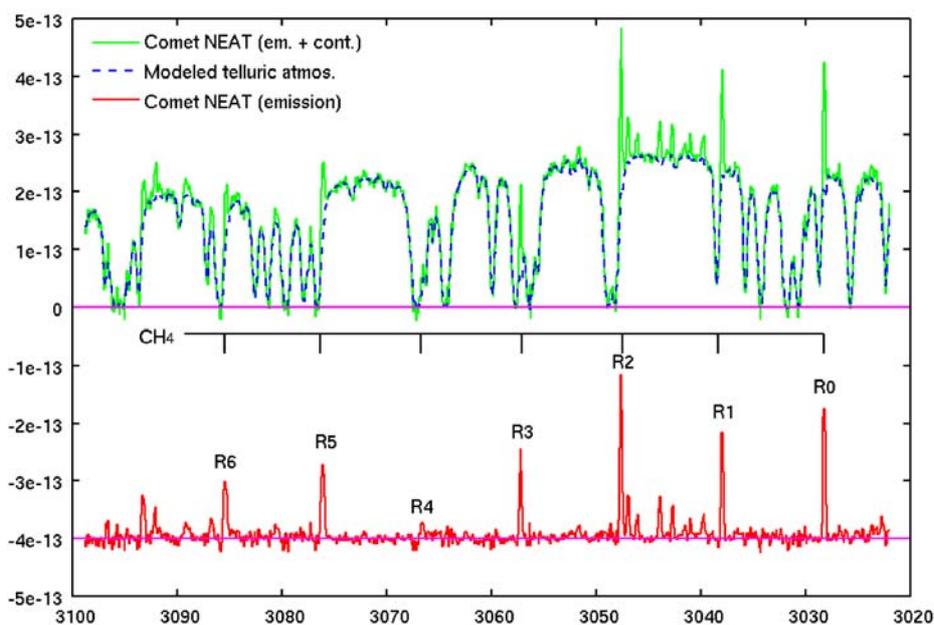


図 2.53: 彗星コマ中のメタン分子の高分散分光観測。上段は地上で観測したスペクトルで、ガスによる輝線と塵による太陽散乱光を含んでいる。下段は彗星分子による輝線のみ取り出したもの。横軸は波数 ($/\text{cm}$)、縦軸はフラックスである。地上観測では、地球大気による吸収が邪魔しており、分子輝線の観測は困難である。彗星と地球との相対運動の結果、彗星メタン分子の輝線が、地球大気中のメタン分子吸収線からわずかに外れているため、観測できている (しかし、一部の輝線は地球大気中の H_2O の吸収によって邪魔されてしまっている)。

たことは無く、その上限値のみ得られているものの、その上限値は彗星における存在比 (対 CH_4 、対 H_2O いずれにおいても) に比べて小さい値である。通常分子雲中における低温下での気相化学反応では、 CH_4 は作れても、 C_2H_6 は大量には生成できない。その生成には塵表面上の反応 (具体的な素過程としては水素原子付加反応か CH_3 の重合が考えられている) が関与しているものとされる。更に多くの炭素原子を含む C_3H_8 (プロパン) については、未だ彗星における検出例はないが、間違いなく存在するものと考えられる。室内実験によれば、 H_2O 氷が形成される際に内部に捕獲されたガスの成分から、 $\text{C}_3\text{H}_8 / \text{C}_2\text{H}_6 = 1.5 \sim 2$ 程度であるとされている (Notesco et al. 1997)。隕石中に含まれる飽和炭化水素の比率からも同程度の値が推定されており、こうした飽和炭化水素分子の存在比率は、物質の化学進化を追う上で重要な分子となる。また、Astrobiology の観点からも、注目を集めている問題である。現在、地上の大型望遠鏡を用いた有機分子のサーベイが進められているが、地球大気の壁はその大きな妨げとなっており (Mumma et al. 2003)、スペースからの高分散分光による有機分子サーベイが強く求められている。

2. 重水素化物の探査

物質化学進化を追う上で、非常に重要なのが温度である。分子雲から太陽系への物質化学進化を追う上で、同位体濃縮はひとつのキーワードとなる。星間空間などの低温度環境における化学反応では、同位体濃縮現象が顕著になる。特に重水素の濃縮は星間分子の中にも頻繁に見られ、分子生成環境を探る手がかりとなっている。しかも、近年、複数の水素原子が重水素に置換された多重重水素化物 (multiply deuterated molecule) が検出されるようになってきた。そもそも宇宙組成としては 10^{-5} 程度しか存在しない重水素であるのに、分子によっては重水素 / 水素比が $10^{-2} \sim 10^{-3}$ もの値になるというのは、極めて驚きである。にもか

かわらず、重水素が2つ、あるいは3つ置換されたものまで検出されるにおよび、その分子生成メカニズムについての研究が活発となっている。彗星氷の場合、重水素化物はHDO、DCNしか検出されていない。星間空間では通常見られるCH₃OHの重水素化物などは未検出である。ましてや、多重重水素化物は、全く検出されていない。こうした現在の観測的研究は電波領域において行われており、赤外域ではほとんど行われていない(Kawakita et al. 2003, Gibb et al. 2002)。しかし、CH₄、C₂H₂、C₂H₆などの対称形な分子はD置換されても大きな双極子モーメントはもてず、電波領域よりも赤外領域における振動遷移によって観測するほうが有利である。あるいは多重に重水素置換されたC₂D₂などは、双極子モーメントがゼロであるため、赤外域において観測するのが望ましい。こうした微量成分の観測には、非常に高いS/Nが望まれる。また、地球大気吸収による妨害を避けるためにも、スペースからの観測がぜひとも必要である。

3. 原子核スピン異性体の存在比

現在の化学反応モデルにおいて、化学反応の前後における核スピンの保存則は、ほとんど考慮されていない。彗星核から蒸発した分子の光解離反応や、一部の星間分子の異常なオルソ/パラ比についての研究で考慮されていることが稀にある程度である(Kawakita et al. 2004など)。星間分子と同様、彗星の分子でも原子核スピンの異性体の存在比率が、分子の核スピン統計重率比から外れている例が、H₂OとNH₃で見出されている(Kawakita et al. 2004, Mumma et al. 1993, Crovisier et al. 1997)。こうした異常比率の原因は、分子の生成環境において低温度ダストが関与した熱平衡過程の結果と解釈されることが多いが、それ以外にも、何かの分子(たとえばH₂)の異常なオルソ/パラ比が気相反応を通じて他の分子に伝播してゆく場合が考えられる。こうした原子核スピン異性体の存在比を明らかにすることは、分子形成環境の温度を探る上で、極めて重要である。一方、こうした原子核スピン異性体の比率を明らかにするには、観測的には多数のラインを観測する必要があり、精度良くライン比を決めるためには、赤外域にある振動バンド中の回転構造を一度に観測することが、効率的かつ高精度な結果を得るための観測に必要である。電波観測によって回転遷移を観測する場合、同時に多数のラインを観測することが現在の受信機では難しく、精度よく原子核スピン異性体の存在比率を決めることを困難にしている。彗星の場合、H₂OやNH₃、CH₄、C₂H₂、C₂H₆、CH₃OH、H₂COなどの様々な原子核スピン異性体を持つ分子の振動輝線が近赤外域に見られる。これらのほとんどは地上からは大気に邪魔をされて精度の良い観測は不可能なものばかりである。彗星分子においてこれら種々の分子における原子核スピン異性体の存在比率を明らかにし、彗星氷の起源に迫ることが可能であると考えられる。

彗星の塵

前節において、彗星のガスの研究について述べた。彗星のもう一つの重要な構成要素は「塵」である。ここでは、赤外中分散分光観測による彗星固体微粒子・氷微粒子の探査について述べる。

具体的な観測手法としては、近赤外から中間赤外領域における中分散分光器による、彗星コマ中の固体微粒子(塵)・氷微粒子の分光観測を行うことを提案する。彗星は非恒星時追尾が必要な天体であるため、スリット上に正確にターゲット天体を乗せ続けるためにはスリットビューアが必要である。

以下、この科学的意義について説明する。

始原天体である彗星に含まれる固体微粒子の鉱物組成や粒径分布を調べることは、太陽系形成初期における温度環境や物質の集積プロセスを探る上で重要である。特に、ケイ酸塩鉱物の結晶質と非晶質の割合から、星間塵の原始太陽系星雲中でのアニーリングプロセス(温度環境)や物

質移送プロセスに対する指標を得ることが期待できる。星間空間では非晶質であったと考えられるケイ酸塩鉱物（シリケート）の塵が、彗星では結晶質で観測されることがある。シリケートのアニーリングに必要な温度は $\sim 1000\text{K}$ であること、一方彗星核本体はほとんどが揮発性物質の固体（氷）から形成されていることを考えると、どのようにして結晶質シリケートが彗星核に取り込まれたかを探ることは原始太陽系円盤中での物質輸送過程を探る上で重要であると考えられる。特に、木星から海王星までの大質量惑星形成領域で形成されたと考えられているオールト雲起源彗星と、より遠方で形成され軌道進化で太陽系内部まで落ち込んできたと考えられている木星族彗星とにおけるシリケートの結晶質/非晶質の比を統計的に比較することが重要である。しかし、地上からの観測では地球大気による吸収という問題がある。シリケートに特長的なフィーチャの存在する波長のうち、 $10\ \mu\text{m}$ および $20\ \mu\text{m}$ 付近に関しては辛うじて観測可能ではあるものの、精度良い観測が困難である。それ以外の波長に関しては、地上からの観測はほぼ不可能である。

氷微粒子の観測からは、氷が形成された温度環境に対する手がかりだけでなく、彗星本体の熱進化に関する情報も得られると期待される。彗星の氷は H_2O を主成分として CO 、 CO_2 、そして NH_3 や CH_4 といった微量成分が含まれている。たとえば CO は H_2O 氷の中にどのような形で取り込まれているのか（結晶構造の中にトラップされているのかアモルファス H_2O 氷の中で一緒にになっているのか）など、氷の形成条件を明らかにする手がかりとなる。こうした違いは、該当分子のスペクトルフィーチャーの違い（幅、ピーク位置など）として観測され、彗星氷が実際にどのような形で微量分子を含んでいるかを明らかにできると予想される。これまでの研究では、Young Stellar Object等の星周ディスクや星間雲中の塵などについて背景にある星からの透過光に見られる吸収プロファイルは観測されているが、彗星に関しては未だほとんど行われていない手つかずの分野である。

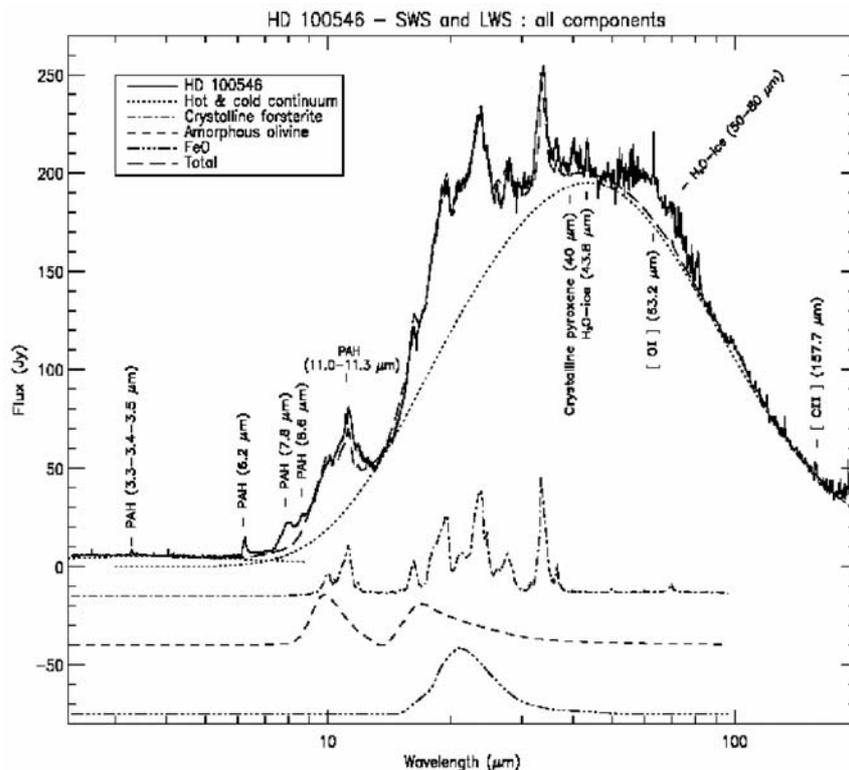


図 2.54: ISO で得られた HD 100546 (Young Star) のスペクトル (Malfait et al. 1998)

また、 H_2O 氷が結晶質であるかアモルファスであるかによって、 H_2O 氷の形成環境（温度およ

びガス密度)を明らかにすることも可能である。彗星における氷微粒子の検出例はまだ数例しかない。彗星に見られる結晶質 H_2O 氷は果たして太陽からの距離に依存するものか、形成領域に依存するものか(オールト雲か木星族か)、太陽への回帰の歴史によるものか、についての統計的な研究は、彗星の形成と進化の歴史を読み解く上で、今後非常に重要となると考える。 H_2O 氷についてスペースの中間赤外観測であれば、例えば、波長 $6\mu\text{m}$ 、 $12\mu\text{m}$ 、 $44\mu\text{m}$ 、 $65\mu\text{m}$ に H_2O 氷のフィーチャが存在するが、特に $65\mu\text{m}$ のフィーチャは結晶質 H_2O 氷のみに現れアモルファス H_2O 氷では見られない。また、 $44\mu\text{m}$ などのフィーチャにおいても結晶質か否かで幅やピークの位置が異なる。これらの波長での観測から、彗星の H_2O 氷の結晶性や比率を検証できると期待される。

こうした研究は現時点では未だあまり行われておらず、スペースからの赤外領域の観測なくしては実現できない。

2.9.4 惑星間塵：太陽系ダストの分布と組成の解明

測光：中間赤外、遠赤外多波長帯における広範囲な太陽離角での観測(太陽離角 180° 、地球軌道との接線方向、など)により、太陽系ダストの分布と組成の解明を行なうことを提案する。この観測のためには、 $5\text{--}100\mu\text{m}$ の中分散分光が必要である。

以下、この科学的意義について述べる。

黄道光とは太陽系内の惑星間ダスト(固体微粒子)による太陽光の散乱光、および再放射であるが、この黄道光を詳しく観測することは、太陽系内でのダストの起源や進化を解明する手がかりとなる。現在も太陽系内に広く塵雲が存在しているということから、定常的にダストが供給されていると考えられるが、その供給源としては小惑星と彗星が考えられている。これまでのさまざまな観測によって、各々の起源に対応していると考えられる微細構造が、黄道光中にダストバンド(小惑星起源)ダストトレイル(彗星起源)として発見されているが、各起源によるダストの性質(組成、サイズ分布、空間分布)の違いはまだ十分に明らかになっていない。これが詳細に分かれれば、ダストの起源と進化に関して非常に貴重な情報となる。

これまで赤外線帯で黄道光の観測をおこなった赤外線衛星の多く(IRAS, COBEなど)は、地球周回極軌道に投入されている。その場合、太陽及び地球からの入射光を避けるため、その観測は主に太陽離角が $60\text{--}120^\circ$ の範囲に制限されていた。SPICA は L2 ポイントに投入されるため、より広範囲の太陽離角をカバーすることができる。また、地球軌道上にはレゾナンス・リングと呼ばれる塵雲が濃くなった部分があるが、L2 ポイントならば、その影響をあまり受けることなく様々な視線方向の黄道光の分布を詳細に観測することができる(あるいは逆に、もし太陽離角が許せば、レゾナンス・リング自体を外から観測することも可能となる)。特に、赤外線衛星ではこれまでにない太陽離角 180° で黄道面付近を定期的に観測することは、黄道光塵雲の空間分布をより正確に求めるために貴重なデータとなることが期待される。

一方で、分光観測も重要である。これまで、彗星には 10 、 $20\mu\text{m}$ のシリケート・フィーチャが見つかったが、黄道光のスペクトル中のシリケートフィーチャについては、まだ議論の余地が残っている。 10 、 $20\mu\text{m}$ フィーチャの存在とその強度に関しては、ASTRO-F(や可能であれば Spitzer)が観測する予定であるが、その細かいフィーチャの議論や遠赤外線帯でのスペクトルに関しては SPICA の高感度と波長帯が必要となると考えられる。 $69\mu\text{m}$ の結晶質シリケートフィーチャや 44 、 $65\mu\text{m}$ 付近の氷のフィーチャは地球近傍でなく、より低温の遠方のカイパーベルト天体起源のダストについての手がかりになると考えられる。拡散光の分光であるため、中間、遠赤外線帯でのスリット分光が強く要求される。

多くの原始星や主系列星の周囲にダスト円盤が発見されてきているが、近年、太陽系のカイパーベルト天体の軌道付近に対応する「冷たい」ダスト円盤だけでなく、内惑星付近に対応する「暖

かい」ダスト円盤が「系外黄道光」として観測されるようになってきた。これは、系外惑星系において、その塵雲を保持するためのダストの供給源としての「系外小惑星族」「系外彗星」などの小天体が存在する可能性も示唆している。惑星系の進化を考える上でも、惑星と黄道光ダストが最も詳しく観測されている惑星系として、我々の「太陽系」のダストの起源と進化をこうした観測から詳しく調べ、他の系外惑星系と比べていくことは、これからの「比較惑星系学」の中でテンプレートを作るという面でも重要であると考えることができる。