

## 第3章 目指す天文学

21世紀の観測天文学では、前章で概観したような分野の研究が活発に進められるものと予想される。そのような状況を考えた上で、TAO望遠鏡は、その特徴を活かした、少数のテーマに観測時間を集中的に投入することで、共同利用型の望遠鏡では実現が困難であるような大型の観測プロジェクトの遂行を可能とすることが、計画全体の天文学的成果をより多いものとする上で重要であろう。我々は、近赤外線領域における超高感度撮像サーベイでクエーサーや原始銀河のような高赤方偏移天体の発見を目指し、光赤外線領域での分光観測によってそれらの天体の物理的な特徴を調べることを基本的な観測戦略とする。建設予定場所がアタカマであることを考えると、ALMAでの研究展開の見透しについても考慮する必要があるだろう。

本章では、TAO望遠鏡で重点的に推進する具体的な研究テーマとして、現時点で推進グループが追究することを考えているものを示す。今後の学問の進展に伴い、具体的な手法の改善や新たなテーマの追加があることは当然、予想されるが、それについては今後の改訂に伴って更新する予定である。

### 3.1 宇宙論

第2章に記したように、この10年で観測的宇宙論は大きな進歩を遂げ、WMAP他による宇宙背景放射のゆらぎ測定やハッブル宇宙望遠鏡によるセファイド型変光星を用いたハッブル定数の測定に代表される数パーセントの精密の測定が行われ、標準的な宇宙膨張モデルが確定した。しかしながら宇宙膨張の歴史を理解しようと試みると、膨張しても密度が一定の謎のエネルギーであるダークエネルギーが約70%、重力相互作用を行うが電磁相互作用は行わないダークマターが約25%という、物理学の根幹に関わる大きな謎が残されている。TAOは高い赤外線観測の性能とサーベイ重視の体制によって、観測的宇宙論に関わる謎にいくつかの手法で迫っていくことができる。

### 3.1.1 クェーサーによる宇宙年代学

#### 宇宙時計としての Fe/Mg 組成比

宇宙時計として期待されている、高赤方偏移クェーサーの Fe/Mg 組成比を測定して、宇宙の幾何構造、一様密度の状態から質量が集積されて最初の大質量天体 (クェーサー) が形成されるまでの時間、最初の星の形成時期など、宇宙論や銀河形成論の核心となる部分の解明を目指す。



図 3.1: 高赤方偏移クェーサー SDSSp J033829.31+002156.3 ( $z = 5.0$ ) の赤外線イメージ (すばる望遠鏡による撮像)

高赤方偏移にあって十分な精度でスペクトルを取得できるのはクェーサーだけである。クェーサーのスペクトルには重元素の輝線が見られる。その中でも Mg (マグネシウム) と Fe (鉄) の輝線は特に重要である。宇宙の初期、水素とヘリウムからなる始原ガスの巨大な雲が収縮して銀河が形成された。重い星から軽い星まで、多数の星がほぼ同時生まれたであろう。星の中心部では、重元素が熱核反応で合成される。重い星は数百万年も経つと、その寿命を終え超新星爆発 (II 型超新星) を起し中心部の重元素を放出し、始原ガスを重元素で汚染する。それから 10 億年ほどたってから、ある条件を満たす白色矮星 (2 重星で伴星からのガスが降着) が超新星爆発 (Ia 型超新星) を起こす。Mg は II 型超新星で生成され、Fe のほとんどは Ia 型超新星で生成される。始原ガスは、銀河形成とほぼ同時に Mg で汚染され、それから 10 億年ほどたつと Fe で汚染されるのである。銀河形成直後の Mg に対する Fe の元素組成比は、II 型超新星の元素合成のパターンに一致する。10 億年後に Ia 型超新星が鉄を作り出すようになると、Fe の組成比は大きく増加する。Fe/Mg 元素組成比は、この時間差 (10 億年) を記憶している宇宙時計なの

である。Fe/Mg 元素組成比から求められたクェーサー母銀河の年齢が、宇宙年齢の下限となる (Yoshii et al. 1998)。こうした測定を多数の高赤方偏移クェーサーで行うことにより、宇宙の幾何パラメータを決定できるのである。Fe/Mg 宇宙時計からクェーサーの形成時期も特定することができる。高赤方偏移クェーサーは、超大質量ブラックホール ( $10^9 M_{\odot}$ ) と大質量ハロー ( $10^{13} M_{\odot}$ ) からなる最初の超大質量天体であり、その形成時期を特定することは、一様密度の宇宙空間から質量が集積して銀河が形成され、中性の銀河間ガスが再電離されたとする宇宙進化の理解に重要な基礎を与えるであろう。

## 現状

Fe/Mg 元素組成比は、紫外線域にある FeII と MgII の輝線を測定して求める。FeII 輝線は、数千数万本の輝線が重なりあった幅の広い盛り上がりとして  $2000\text{--}3000 \text{ \AA}$  において観測され、MgII は、 $2798 \text{ \AA}$  のシャープな輝線として観測される (図 3.2 左図参照)。高赤方偏移クェーサーの場合、紫外線域の FeII と MgII の輝線は赤方偏移のために、赤外線域の波長で観測される。図 3.2 の右上図に、キットピーク天文台における赤外線の透過率曲線を示す。この図のように、透過率の低い波長域が存在し、そこで観測することはできない。そのために、図 3.2 右下図のスペクトル ( $z = 3.6$  のクェーサー) のように、断片的なスペクトルになってしまう。その結果、(1) 大気の透明な部分に FeII と MgII の輝線が赤方偏移しているクェーサーしか観測できず、観測可能な赤方偏移の範囲が制約される、(2) 観測されたスペクトルは断片的であり、Fe/Mg 元素組成比の測定精度が悪くなる、などの問題が生じる。これらは Fe/Mg 元素組成比の決定精度を大きく劣化させる。

## TAO の優位性

宇宙からの赤外線を吸収するは主として大気中の水蒸気である。TAO 望遠鏡の建設予定地である標高  $5600\text{m}$  のチャナントール山における水蒸気量は年間を通して  $0.4\text{--}1.3\text{mm}$  と極めて少なく、図 3.3 の大気透過曲線に見るように可視光から  $2.6\mu\text{m}$  付近まで連続的に観測可能な波長域がつながっている。また  $3\mu\text{m}$  より少し短い波長から  $4\mu\text{m}$  を越える波長まで大気透過率の良好な部分が続く。水蒸気は宇宙赤外線を吸収するだけでなく、大気からの熱雑音として観測の感度を劣化させるのであるが、水蒸気の少ない高地に建設される TAO 望遠鏡ではその影響は少なく、世界最高の赤外線感度を実現できる。図 3.4 に、TAO 望遠鏡の感度と高赤方偏移クェーサーのスペクトル (モデル) を比較する。細かい実線は、分解能  $R = 5000$  で  $10000$  秒積分したときの信号雑音比 ( $S/N$ ) が 5 のレベルを示す。 $z = 5.8$  のクェーサーのスペクトルを  $S/N$  数百のレベルで観測できることが

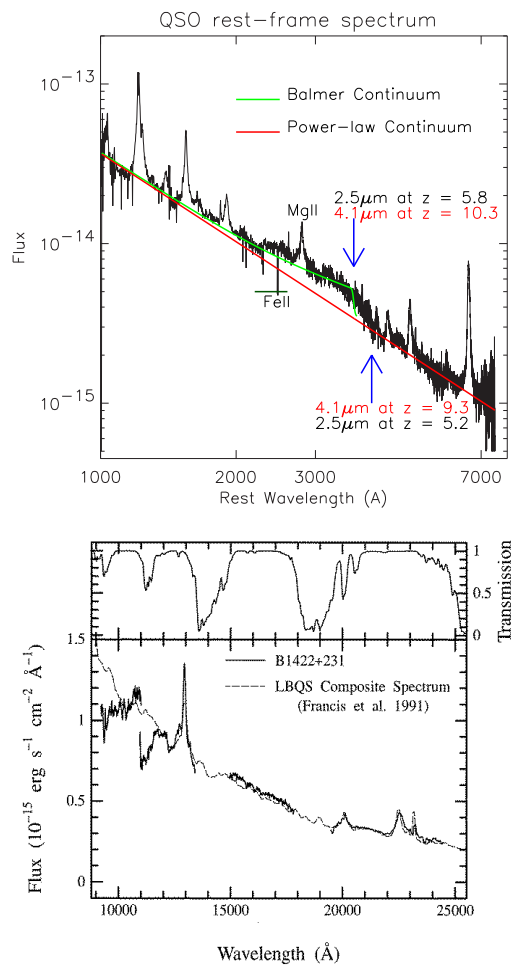


図 3.2: 上図:低赤方偏移クェーサーのスペクトル。鉄輝線を測定するには少なくとも静止波長 3650  $\text{\AA}$  までの観測が必要。4.1 $\mu\text{m}$  まで観測できる TAO では、赤方偏移 10 までの測定が可能。下図:KPNO (キットピーク天文台) 4m 望遠鏡で取得した  $z = 3.6$  のクェーサーのスペクトル (Kawara et al. 1996)。上図は KPNO における大気透過率。下図における、細い線は低赤方偏移クェーサーの合成スペクトルを表し、太い線は  $z = 3.6$  のクェーサーの観測スペクトルを表す。



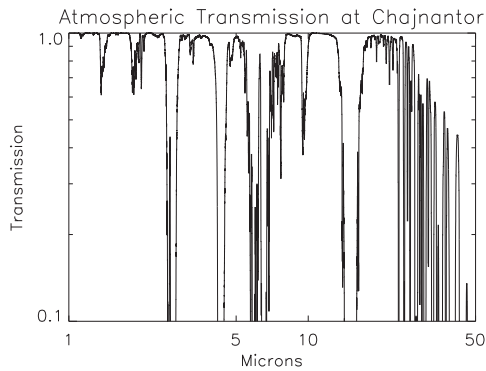


図 3.3: チャナントール山における大気透過率 (モデル)

わかる。観測できないのは 2.56 ~ 2.81 ミクロンの狭い領域だけである。

TAO 望遠鏡は、キューサーの断片的なスペクトルを連続的なスペクトルにするだけでなく、観測可能な最大波長を従来の  $2.5\mu\text{m}$  から  $4.1\mu\text{m}$  まで拡大する。その結果、図 3.2 に見るように、FeII の高精度観測が可能な最大赤方偏移が  $z = 5.8$  から  $z = 10.3$  へ大きく拡大される。図 3.5 に、高品質の低赤方偏移キューサーのスペクトルを用いて、 $z > 6$  の観測をシミュレートした結果を示す。TAO における最大波長限界は  $4.1\mu\text{m}$ 、VLT では  $2.5\mu\text{m}$  と仮定した。横軸は波長制限なしの理想的な観測から得られた FeII/MgII である。TAO での観測値は 1:1 の線に沿って分布しているのに対し、VLT での観測はおおきくばらついており、TAO の優位性を示している。

### 3.1.2 Ia 型超新星による宇宙膨張測定

観測的宇宙論として宇宙膨張を測定するのに標準的になっているのは、Ia 型超新星を標準光源として用いる方法である。Ia 型超新星は最大光度は  $-19$  等前後とほぼ銀河 1 個分に匹敵するくらい明るく、また減光の速さを使って絶対光度の補正を行うと、10–20%程度の分散で明るさが一定である。近傍と遠方の超新星の明るさを比較することで、ダークエネルギー存在を示唆する観測結果を出している (Perlmutter et al. 1999; Schmidt et al. 1998; 土居 2004)。現在世界では、比較的小型の望遠鏡による近傍の超新星サーベイ (SN Factory, SDSS)、4m 級望遠鏡による中程度の赤方偏移 ( $z = 0.2\text{--}0.8$ ) をカバーするサーベイ (ESSENCE, SNLS)、ハッブル宇宙望遠鏡や 8–10m 級望遠鏡による、最も遠い赤方偏移 ( $z = 0.8\text{--}1.6$ ) を狙ったサーベイ (SCP, High- $z$ ) がある。TAO

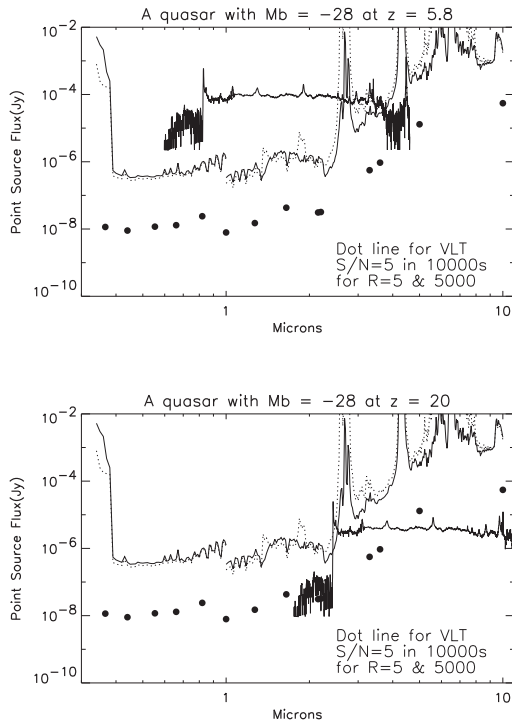


図 3.4: 高赤方偏移のクエーサー (宇宙の起源と進化)。太線はクエーサーのスペクトル、細線は分解能  $R = 5000$  での TAO の感度、細い点線は VLT の同感度、黒丸は広帯域撮像モード  $R = 5$  での TAO の感度。積分時間は 10000 秒で  $S/N = 5$  を達成。1 $\mu\text{m}$  より短い波長では空間分解能 0.5 秒、1 $\mu\text{m}$  より長い波長は回折限界 (Strehl ratio = 0.5) を仮定。

は、その高い赤外線性能から、さらに遠い超新星観測に寄与するのが望ましいと考えられる。

遠い超新星観測を用いた宇宙膨張測定においては、実は超新星の候補を発見するのはさして困難なことではない。例えばすばる望遠鏡の主焦点カメラ Suprime-Cam を用いると、同時に多数の銀河を観測できるため、一晩に数十個の超新星候補を発見することができる。しかし、この数十個の候補を精密に観測し、精度良い宇宙膨張測定を行うのは容易なことではない。ダークエネルギーの時間変化のような精密測定を行うには、発見のあとの精密な追加観測が重要である。追加観測には 2 種類が必要で、一つは超新星の型と赤方偏移を定める分光観測、他の一つは超新星の明るさの変化を精密に測る追加測光観測である。TAO 望遠鏡は高い赤外線性能のため、これらの追加観測において大い

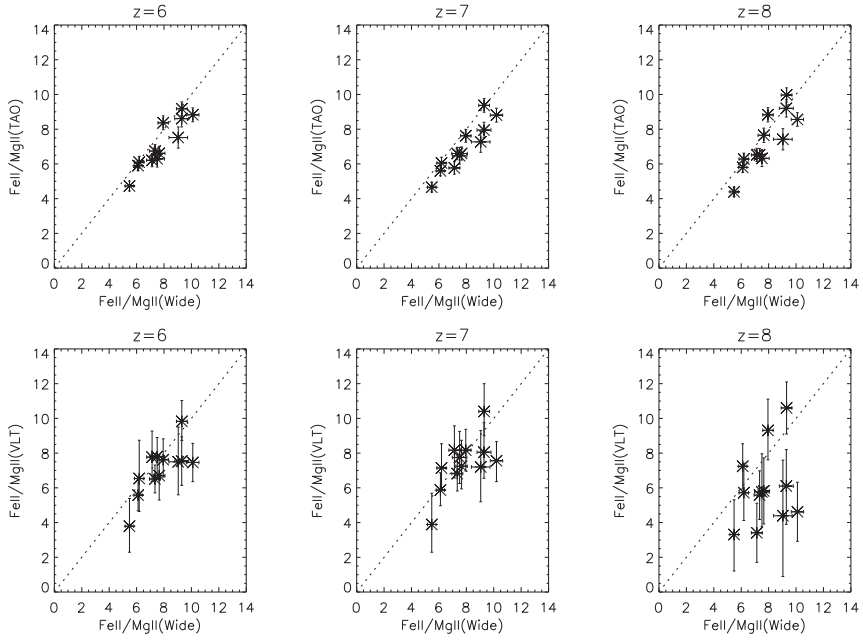


図 3.5: TAO における Fe/Mg 組成比決定精度の優位性 (Matsuoka Y., et al. 2005, private communication)。高品質低赤方偏移クーサーのスペクトル (Tsuzuki 2004) を用いて、TAO における観測 (上列: 最大波長限界  $4.1\mu\text{m}$ ) と VLT (下列: 同  $2.5\mu\text{m}$ ) をシミュレートしたもの。横軸は波長の制限なしで測定した FeII/MgII 値。縦軸は、TAO で観測した場合の測定値と VLT で観測した場合の測定値。

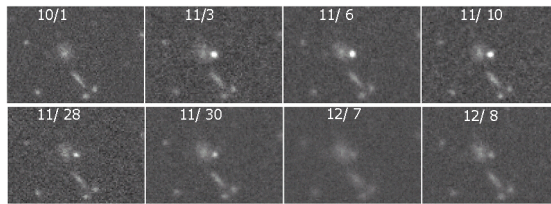


図 3.6: Ia 型超新星 SN2002kp ( $z = 0.928$ ) の明るさが変化する様子。すばる望遠鏡主焦点カメラ Suprime-Cam による可視  $i'$  バンドの撮像例。2002 年 10 月 1 日 (左上) にはほとんど見えなかった超新星が約 1 ヶ月後に明るくなり、また暗くなっていく様子がわかる。

に威力を発揮すると考えられる。

分光観測の役割は、変光天体が Ia 型超新星であることを確認した上で、赤方偏移を測定することである。分光観測で超新星自身のスペクトルが得られる例は、これまでのところ  $z = 1.3$  程度までである (Riess et al. 2004; Lidman et al. 2005)。これは地上望遠鏡の場合、重要な観測波長帯が夜光の強い  $1\mu\text{m}$  弱の波長域に移動してくるため、背景雑音が効いて遠方の暗い超新星の観測が困難となること、また HST では集光力が不足しがちで、かつ、現在の装置では、あまり高い波長分解能の観測は行えないことなどによる。

TAO 望遠鏡においては、シャープな星像により暗い超新星の測定を可能にするアダプティブ・オプティクス (AO) を使うことにより、I バンドから J バンドにかけてのシャープな結像性能を実現し、もっとも遠い超新星の分光を可能とする。概算によると 3 時間の積分で、 $z = 1.5$  の超新星のスペクトルも、必要な質で得ることができる。撮像で発見する候補のすべてを分光観測することはおそらく難しいが、超新星候補の色と光度曲線の情報を、分光観測の行われた超新星を使って較正し、撮像情報から超新星の型を決めることもできると思われる。

分光観測とともに必要となるのは、明るさの時間変化 (光度曲線) を調べる追加測光観測である。Ia 型超新星の場合には、真の明るさの明るい超新星ほどゆっくり暗くなることが知られている。この関係を補正すれば、明るさの分散は 10–15% 程度となり、良い標準光源となる。現在までのところ、地上望遠鏡では  $z = 1.2$  程度までの光度曲線が得られているが (Yasuda et al. 2004)、それを越える赤方偏移では、ハッブル宇宙望遠鏡によってのみ光度曲線が得られている。TAO では AO を使った観測により、 $z = 1.5$  の超新星の静止系で可視のバンドの光度曲線を得ることができる。AO は特に赤外線域で性能も高く、背景光による雑音を大幅に軽減できる。AO の性能にもよるが、概算では 20 分で一個の追加測光が可能となる。一個の超新星に対し、2 色、5 回以上の測光観測を行えば、十分な測定精度が得られる。

全体としてはすばる望遠鏡の広視野観測 (可視の光度曲線を得るための観測を含む) 12 日、TAO による AO 分光観測 12 日、AO 撮像観測 25 日の規模で、 $z = 0.8$  を超える超新星 100 個の測定が可能となる。これは現在までに見つかっている遠方の超新星の数を一桁増やし、赤方偏移ごとに調べる必要のあるダークエネルギーの変化の有無において、もっとも遠方で高精度の値を与えるものと期待できる。

### 3.1.3 MAGNUM 原理による宇宙膨張測定

宇宙膨張測定の別の方法は活動銀河核の変光現象を利用して赤方偏移  $z \sim 1$  までの活動銀河核・クエーサの距離を測定することで宇宙膨張の測定を行うもので、我々がこれ

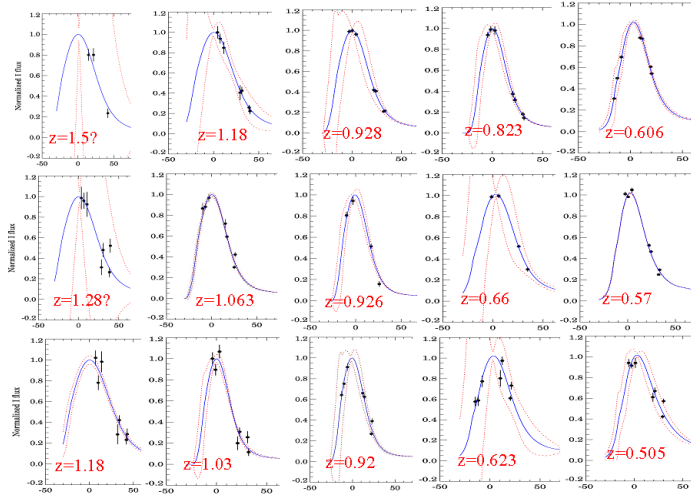


図 3.7: すばる望遠鏡で得られた可視の  $i'$  バンドでの遠方の超新星の光度曲線 (明るさの時間変化) の例。

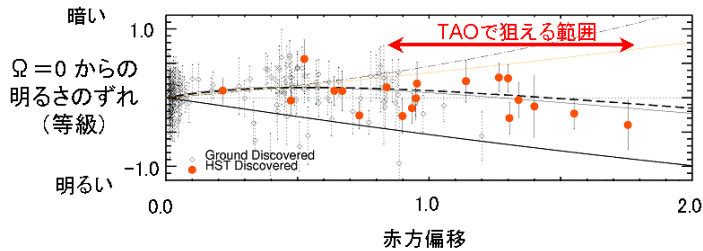


図 3.8: 論文発表された Ia 型超新星の明るさと赤方偏移の図 (Riess et al. 2004)。ただし、明るさについては  $\Omega = 0$  の宇宙における距離による減光効果を差し引いて表している。点線は平坦な宇宙でダークエネルギー 70%、物質 30% の場合の予想減光量、橙色はハッブル宇宙望遠鏡で見つかった超新星を示す。高赤方偏移のものはまだ 20 個程度にすぎないが、TAO ではすばる望遠鏡等と協力することにより、赤矢印で示された赤方偏移に 100 個程度の観測点が期待できる。

までに独自に提案、研究を続けてきた手法である。例えば超新星の進化効果の影響など距離測定手法に内包する系統的誤差の影響を見積もるためにも、異なる原理に基づいた手法による独立した測定は重要である。

活動銀河核においては巨大ブラックホール周辺の降着円盤からは紫外線・可視光が放射され、それらの外側を取り巻くダストトラスでは中心部からの放射を吸収し赤外線が再放射されている。このときダストトラスの内側では中心核からの強い放射によりダストは蒸発してしまうためトラス内縁部のダストの温度は蒸発温度で一定になっており、このためダストトラスの内径は中心部の絶対光度の二乗根に比例すると考えられる。ダストトラスの内径は活動銀河核の変光現象を利用して測定することができる。中心部の放射がトラス内縁に到達するためには光速で伝播するぶんの時間がかかるため、中心部からの放射である可視光の変光に遅れて反応してダストトラスからの放射である近赤外線の変光が生じるので、ダストトラスの内径は [可視光変光から近赤外線変光の遅延時間] × [光速] と見積もられる。よって活動銀河核の可視近赤外線モニタ観測から可視・近赤外線変光遅延時間を測定することで活動銀河核の絶対光度を推定し、観測光度と比較して活動銀河核の光度距離を求めることができる (Yoshii 2002)。

この着想のもと東京大学の 2m 望遠鏡 (所在地ハワイ諸島マウイ島、通称 MAGNUM 望遠鏡) および観測装置を立ち上げ、赤方偏移  $z \leq 0.5$  の多数の活動銀河核について可視近赤外線多波長モニタ観測を 2001 年 1 月より開始した。これまでに高精度 (測光精度、観測頻度) で可視・近赤外線変光を測定する方法を確立し、複数の活動銀河核に

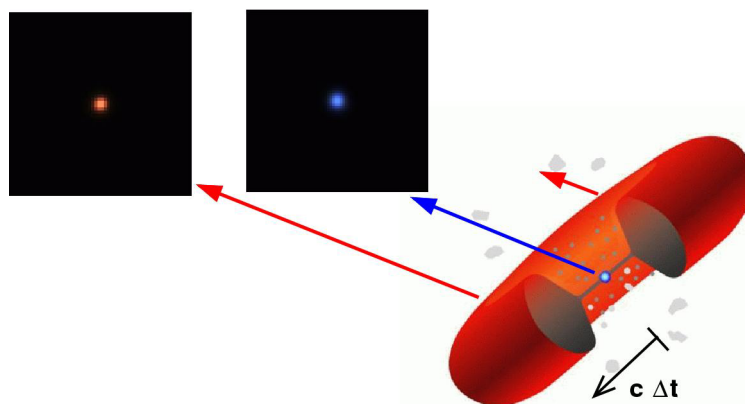


図 3.9: 活動銀河中心部の模式図。中心の降着円盤からは紫外線、可視光が放射され (青い画像)、とりまぐダストトラスからは赤外線が放射される (赤い画像)。紫外線、可視光の変光の影響は、降着円盤からダストトラスまでの距離を光速で伝搬したのち赤外線の変光に反映される。

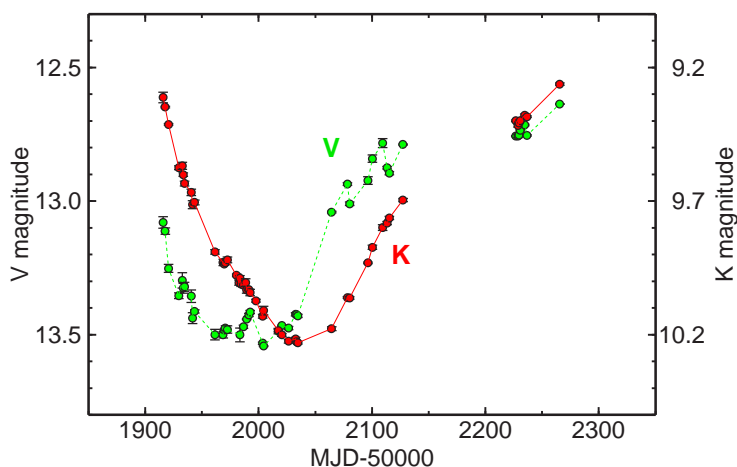


図 3.10: 観測された近傍活動銀河核 NGC4151 の光度曲線 (Minezaki et al. 2004)。可視変光 (緑) に比べて赤外変光 (赤) がおよそ 50 日遅れている。

ついて可視光変光と赤外線変光のあいだの遅延時間をこれまででない精度で測定することに成功した (Minezaki et al. 2004; Suganuma et al. 2004)。また過去の活動銀河核のダストトラス反響探査法の観測データの研究と比較して活動銀河核のダストトラス反響現象を利用した距離測定法の根幹となる可視 近赤外線変光遅延時間が活動銀河核可視絶対光度の二乗根に比例するという関係がおよそ成り立つことを観測的に示した (Minezaki et al. 2004)。

TAO 望遠鏡においては、その大口径と赤外線観測性能を活かして赤方偏移  $z \leq 0.5$  におけるやや低光度の活動銀河核の多波長モニタ観測と赤方偏移  $z \leq 1$  における活動銀河核の多波長モニタ観測を行なう。 $z \leq 0.5$  の観測については現在 MAGNUM 望遠鏡によって観測が行なわれている近傍活動銀河核と同程度の光度の天体をターゲットとしており、近傍から  $z \sim 0.5$  までの光度距離測定を高精度で検討するために重要である。宇宙膨張の測定を精度良く行なうためには赤方偏移  $z \sim 1$  まで観測することが当然重要であるが、ダストトラス熱放射が赤方偏移により L バンドに移動してしまい、大気および望遠鏡による熱放射バックグラウンドのため観測は困難になる。しかし TAO 望遠鏡においては水蒸気量が少ない低温の高地に望遠鏡を建設することにより赤外線波長域において高い大気透過率と低いバックグラウンドを実現しており、さらに AO を使うことで可視  $\rightarrow$  近赤外線遅延時間が  $\sim 1$  年というやや高光度の活動銀河核であれば観測可能となっている。



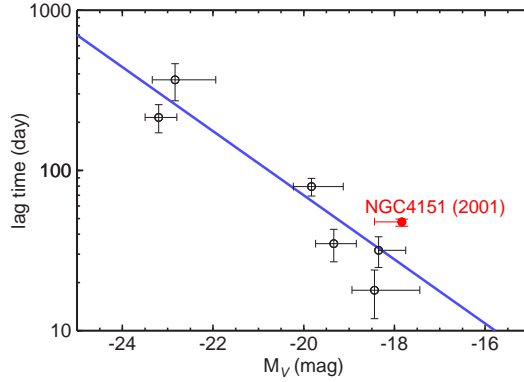


図 3.11: 活動銀河核光度と、可視変光から赤外線変光までの遅延時間との関係。明るい活動銀河核ほど遅延時間が大きく、遅延時間は光度の平方根にほぼ比例している。赤で示したデータ点は MAGUNUM による観測結果でこれまでの研究によるデータ（その他の点）に比べて遅延時間測定精度がはるかに向上している。

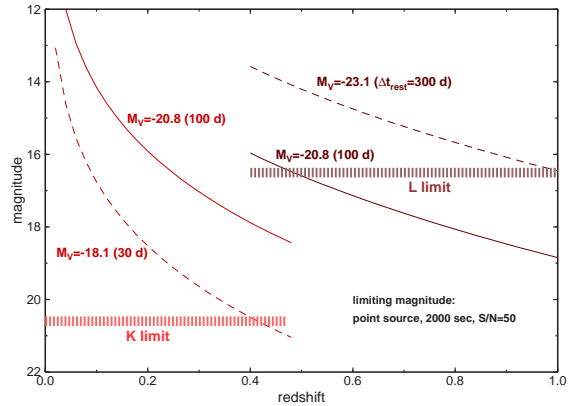


図 3.12: TAO によってモニタ観測可能な活動銀河核の明るさと赤方偏移。赤方偏移 ( $z$ ) の影響のために活動銀河核のダストオーラスからの放射をとらえるために、 $z \leq 0.5$  については K バンド、 $z \geq 0.4$  については L バンドで観測を行なう。 $z \leq 0.5$  については可視変光から赤外線変光までの遅延時間が数日程度の近傍活動銀河核並の明るさの天体が観測可能となる。 $z \geq 0.4$  についても遅延時間が 1 年程度以下と見積もられる。やや明るい活動銀河核ならば  $z = 1$  程度まで観測可能である。

## 3.2 銀河の起源と進化

銀河はいつ形成されて、どのような過程を経て現在のよう姿になったのであろうか？

さまざまなグループが光学領域において“真の”原始銀河（原始的なガスから形成中の銀河）の探索を行ったが、未だに明確にそうだと言えるような天体は発見されていない。その理由として、(1) 原始銀河は、分厚いダスト（星間塵）に覆われていて、光学観測では検出できない、(2) 原始銀河は、光学領域では観測できないような、超高赤方偏移 ( $z = 10$ ) にあるかもしれない、ことなどが考えられる。我々は、TAOの赤外線サイトとしての利点と近赤外線の広視野撮像能力を生かし、赤外線における超高感度・広視野の探索を行い、 $z = 15-10$  にある原始銀河の発見、第1世代の星の発見を目指し、「銀河の起源」についての研究を大きく進展させることを目標としている。

また、この探索では、 $z = 5$  より小さい赤方偏移の銀河も多数検出されるが、TAOの専用望遠鏡としての豊富な観測時間を生かし、それらの系統的な赤外線分光を行い、“スペクトルの形”、“元素の存在比”などの情報を基にして、生まれた銀河が、その後どのようにして現在見られるような銀河に進化してきたのかを明確に示すことが、TAOによる銀河研究の第2の目標となる。

現在、すばる望遠鏡を用いて銀河の起源と進化について数多くの研究がすすめられつつある。TAOではそれとは相補的に、主に高赤方偏移に重点をおいた研究がすすめられるが、以下、それを具体的なテーマに分けて紹介していく。それぞれのテーマがどのような赤方偏移を対象としているかを図 3.13 にまとめる。

### 3.2.1 近赤外背景放射の探求

宇宙背景放射とは、単位立体角あたりの天球から我々に向かってやってくる光、あるいは電磁波の強度をさす。有名な宇宙マイクロ波背景放射は、ビッグバンの名残である真に拡散した黒体輻射場である一方、可視や赤外領域では、銀河や活動銀河中心核などの天体の重ねあわせであると考えられている（図 3.14）。したがって、十分に暗い天体まで観測すれば、宇宙背景放射の大部分を個々の天体に分解することが可能である。実際、ここ10年の観測技術の進歩により、可視ではハッブル望遠鏡、赤外ではすばる望遠鏡などによって、大部分の背景放射が分解されていることを示すデータが得られている（図 3.15）。すなわち、銀河計数の傾きを見たとき、最も暗い領域では銀河の明るさが暗くなればなるほど、銀河の単位等級あたりの背景放射への寄与が小さくなっていくのである（図 3.16）。これをそのまま外挿すれば、未だ分解できていない暗い天体からの背景放射への寄与はゼロではないものの、すでに分解されたものに比べて無視できる量であると推論できる。観測データだけでなく、標準的な銀河形成・進化的理論モデルによる解析で

## TAOによる銀河の起源と進化

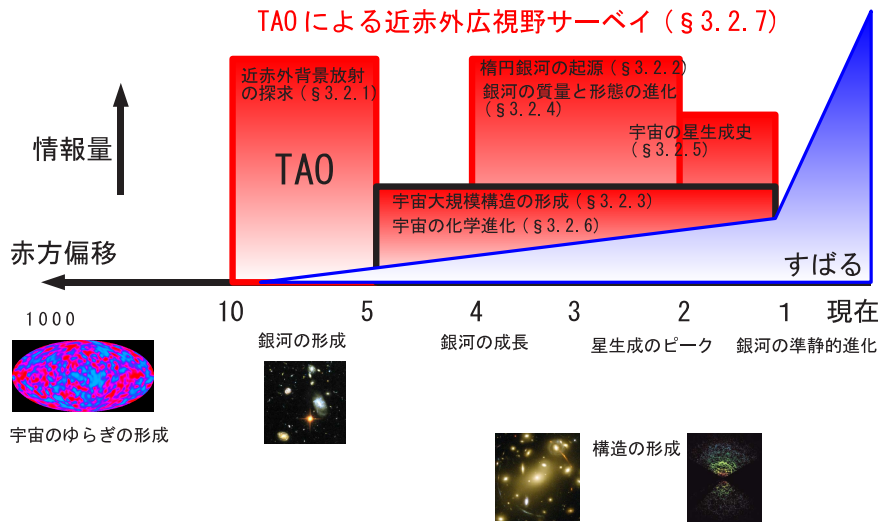


図 3.13: TAO による銀河の起源と進化の研究

も、同様の結論が得られている (Totani et al. 2001a)。

対して、全く独立に、衛星観測によって背景放射強度を天球上に広がった放射として直接測定する試みが行われている。特に、Jバンド、Kバンドなどの近赤外線波長では、衛星による「広がった背景放射強度」と、「分解した銀河による背景放射強度の推定値」が直接比較できるという状況になっている。しかし、本来一致すべき両者の値は驚くべき事に、前者のほうが後者の数倍も大きいという結果が得られているのである。これは、通常の銀河では説明できないほどの量の光が宇宙に満ちあふれていることを示唆しており、これがもし事実であれば、宇宙論、銀河形成論の大幅な変更を迫る衝撃的な結果である (Totani et al. 2001a)。

従って、この背景放射の矛盾を追求することは銀河形成論にとって極めて重要なテーマと言える。衛星観測の精度を上げることがもっとも重要であるが、暗い銀河の銀河計数の傾きに関する研究も重要である。特に、TAO 計画では、大学所有の望遠鏡で集中的に観測時間を投入できるため、この波長域で世界最高感度の広視野ディープサーベイを行うことが可能となる。そのデータは、上に述べた重要な問題に関して貴重なデータとなるはずである。

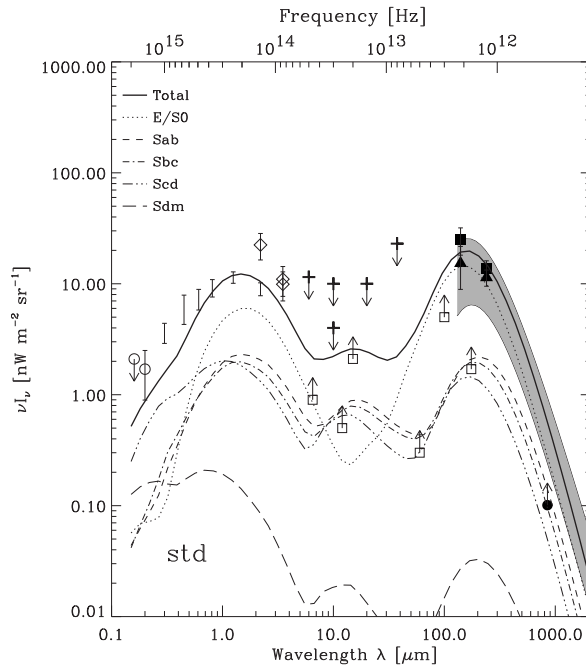


図 3.14: 可視、赤外線領域の宇宙背景放射のスペクトル。データ点は観測、曲線は理論モデル (Totani & Takeuchi 2002)。この波長域では宇宙背景放射は銀河の光の重ね合わせと考えられている。

### 3.2.2 楕円銀河の起源

楕円銀河の形成メカニズムは、銀河形成論における一大重要トピックである。その星形成のほとんどは、 $z > 3$  程度の初期に起こったということが最近の研究で分かりつつある。しかし、その初期のスターバーストは銀河の合体で引き起こされたか、はたまたなんらかの別のプロセスかは決着がついていない。その理由は、高赤方偏移である上に、そのようなスターバーストをしている銀河は一般にダストが多く、強い吸収を受けてしまっているため、可視域ではほとんど観測が不可能なためである。

ダストに吸収された光は遠赤外線やサブミリ領域で再放射されるが、その波長域での観測は一般に角分解能が悪く、ALMA など次世代の観測装置を待たねばならない状況にある。一方で、近赤外の領域では、このダストに隠された楕円銀河形成を感度ぎりぎりのところで見つけられる可能性がある。それが、「すばるディープフィールド」中に発

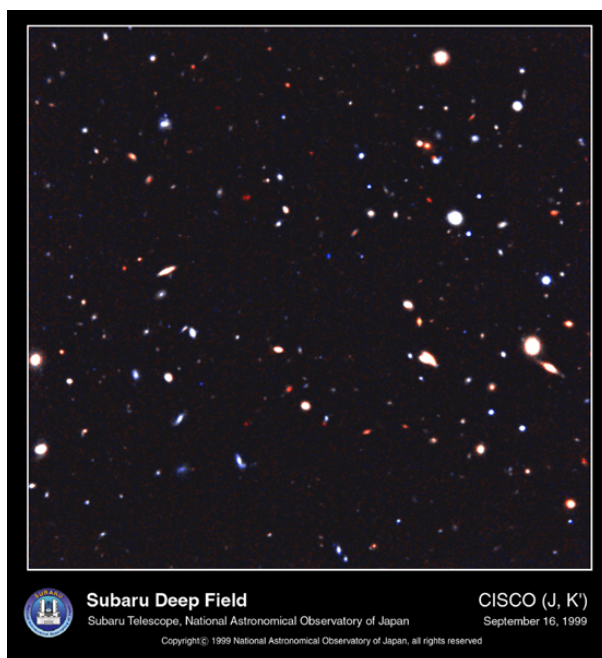


図 3.15: すばるディープフィールド SDF。J バンド ( $1.25 \mu\text{m}$ )、K' バンド ( $2.1 \mu\text{m}$ ) の合成画像。視野は約 2 分角 (Subaru Telescope Press Release)。

見された、極めて赤い銀河 Hyper Extremely Red Objects (HEROs) である (図 3.17、Maihara et al. 2001)。これは、すでに知られていた Extremely Red Objects (EROs) よりさらに異常なほど赤いために名付けられたもので、EROs はダストがなく受動的に進化する楕円銀河でも説明できる程度の赤さだが、HEROs はもはやスターバースト中のダストの吸収による以外に説明できないほど赤い (Totani et al. 2001b)。実際、ダストの吸収を考慮すると、赤さ、明るさ、数密度などから、HEROs は楕円銀河形成時のスターバーストで説明ができる。これらはサブミリ領域でも、現在の感度でギリギリ受かるか受からないか程度に明るいソースであり、ALMA のよいターゲットである (図 3.18)。

HEROs の個数密度は視野 1 分角に約 1 個程度と考えられているが、TAO の近赤外線カメラは視野 12 分角の広視野と副鏡補償光学を生かした高感度を持っており、一晩の観測で 50 個程度の HEROs が検出されることが期待される。このことから、極めて赤い銀河、引いては、楕円銀河の起源の理解が TAO により大幅に進展されると考えられる。

さらに TAO の重要なことは、すばると違って ALMA と同じ南天にあるため、ALMA との共同観測が効率よく行えるという点である。日本の所有する大望遠鏡として唯一南

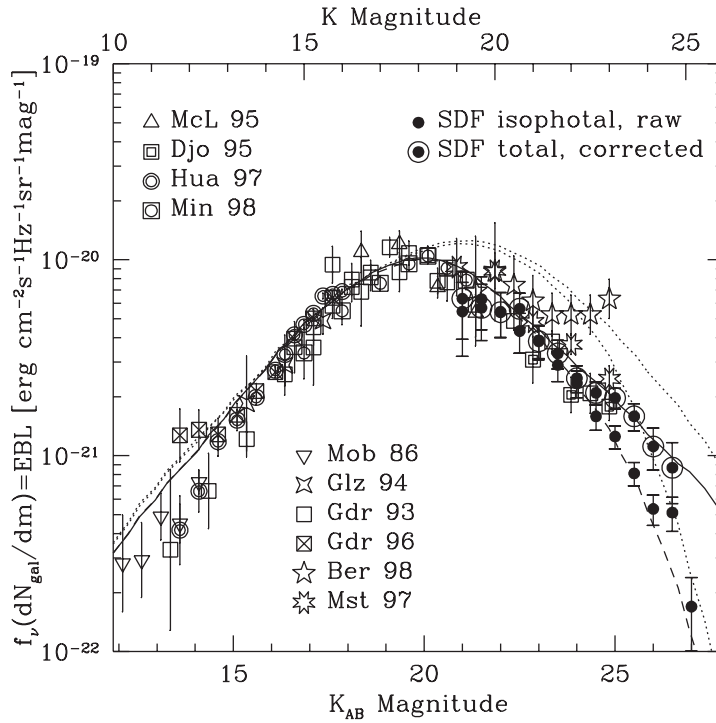


図 3.16: すばるディープフィールドのKバンド銀河計数。宇宙背景放射への寄与としてプロットしている。暗い方では完全に右下がりなので、宇宙背景放射はほとんど分解されていることを示唆している (Totani et al. 2001a)。

天に存在することになる TAO は、ALMA との連携という意味において決定的に重要な地位を占めるであろう。

### 3.2.3 宇宙大規模構造のマッピング

現在標準とされる Cold Dark Matter (CDM) モデルによれば、宇宙の構造は小さい構造が重力的に寄せ集まって次第に大きな構造が形成されてくる。理論シミュレーションによれば、 $z > 1$  の宇宙では銀河構造はまだ充分な力学的進化を遂げておらず、クランプやフィラメントに代表される複雑な形状をしていると予想される。従って、この時期の宇宙での銀河の分布構造は宇宙論や構造形成論において、極めて貴重な情報を持っているものと考えられる。しかし観測的には、2dF や SDSS といった近傍の赤方偏移サー

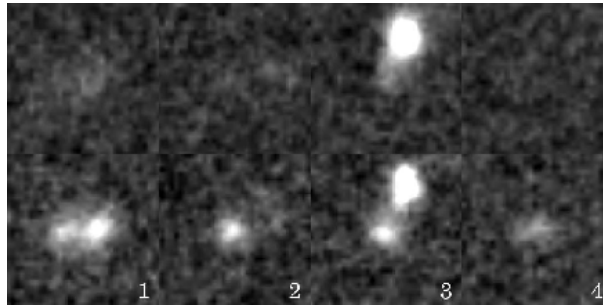


図 3.17: 極めて赤い銀河 Hyper Extremely Red Objects (HEROs)。すばるディープフィールドの中に見つかった4天体。形成中の楕円銀河を見ていると考えられる。上段がJ、下段がKバンドのイメージ (Maihara et al. 2001)。

ベイや  $z < 1$  の幾つかの銀河団の周りで、より進化したフィラメント状銀河構造が同定され始めているに過ぎない。

このような背景の中、赤外に最適化した大望遠鏡で、しかもまとまった観測時間の割り当てが可能な TAO の重要な役割は、これまで殆んど未知であった  $z > 1$  の宇宙構造を系統的にマッピングすることであろう。これにより宇宙の初期から今日までの宇宙の構造進化の様子を、実証的に描き出すことが可能となる。

銀河の3次元分布を導出するには、銀河までの距離、すなわち、赤方偏移を測る必要があるが、大量な遠方銀河の赤方偏移を一つ一つ分光的に測るのは非現実的なので、一般的には多波長における測光データから赤方偏移を推定する“photometric redshift”という手法を用いる。同じく TAO の可視光装置によって取得される可視光データと組み合わせることにより、これが可能となる。また、“弱い重力レンズ効果”による背景銀河の形状の歪みを利用して、レンズ天体の質量分布を求めることができる。

### 3.2.4 銀河の質量と形態の進化

CDM モデルに基づいた階層的銀河形成シナリオによると、銀河は最初小さな“building blocks”として生まれ、それらが寄せ集まって今日の銀河が形成されてくると考えられている。楕円銀河などの早期型銀河での大規模な星形成は比較的過去 ( $z > 2$ ) に起ったことがよく知られているが、銀河質量のアセンブリー過程はもっと最近 ( $z < 2$ ) でも顕著に見られることが予想される。従って、このようなモデルでは遠方に行けば行くほど、質量の大きな銀河の個数密度が大幅に減少することが期待され、「 $z < 2$  で銀河の質量変化がなく、受動的に光度進化をするのみ」という古典的な銀河形成モデル (PLE モデ



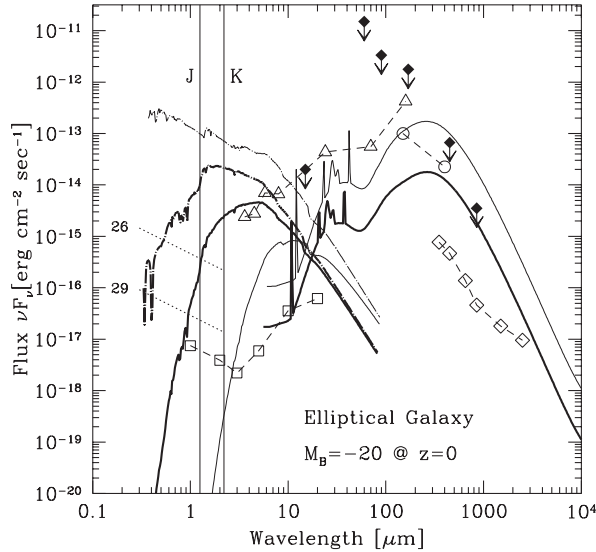


図 3.18: 形成中の楕円銀河の可視 赤外のエネルギースペクトル (Totani et al. 2001b)。現在の宇宙で B バンド絶対等級が  $-20$  となるような典型的楕円銀河の形成モデルによる。  $z = 3$  で形成が始まったと仮定して、太い実線は  $z = 2.3$ 、細い実線は  $z = 2.7$  の時代に対応している。星からの直接光 (可視-近赤外) と星間ダストからの熱放射 (中間-遠赤外) にわけて書かれている。二つの一点鎖線はそれぞれ、  $z = 2.3$ 、  $2.7$  の時の星からの直接光がダストによる吸収を受けない場合のスペクトルである。26、29 とラベルされた点線は AB 等級で、縦線は J、K バンドの波長である。黒いダイヤモンドは現在の観測装置による検出限界。白抜き記号で示したのは将来計画の検出限界であり、四角が JWST、三角が Spitzer と Astro-F、丸が FIRST、ダイヤモンドが ALMA の各プロジェクトに対応している。

ル: pure luminosity evolution model) とは、銀河の質量関数に大きな違いを生ずる筈である。従って、  $z \sim 2$  の高赤方偏移における銀河質量関数を求めることは、銀河形成の過程を根本から検証する強力なテストとなる (Kauffmann et al. 1998)。  $N$  体シミュレーションに基づく準解析的銀河形成モデルとして現在開発されている Numerical Galaxy Catalogue ( $\nu$ GC, Nagashima et al. 2005) から得られた、階層的銀河形成シナリオに基づく銀河の星質量関数の進化を図 3.19 の下図に示す。このモデルでは、赤方偏移の変化によって、質量関数が大きく変化していることがわかる。

このような質量関数は、観測的には可視光や赤外線の光度関数を観測的に調べることにより得ることができる。しかし、アセンブリー (銀河の合体を含む) の過程では、自然と星形成を伴うことが考えられ、星形成の効果と質量成長の効果を区別することが容易

ではない可視の光度関数の進化を調べても、質量進化を明確に示すことはできないと考えられる。対して、近赤外線の光度は星形成の影響をあまり受けないため、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見ることによって、銀河の質量アセンブリー史を明確に描き出せることが期待できる(上記  $\nu$ GC による、近赤外線  $K$  バンドの光度関数の進化を図 3.19 の上図に示す)。特に、早期型銀河がいつアセンブリーしたかを説き明かすことができれば、楕円銀河の起源説に決着を与えることができるであろう。

また、TAO サイトのシーイングと副鏡補償光学の組合わせによるすぐれた星像 ( $\text{FWHM} \leq 0''.3$ ) により、遠方で大きな銀河へと合体しようとしている銀河のサブクランプ (building blocks) を直接分解し、その質量を近赤外光度から見積もることによって、質量変化の微分量を直接導き出すことも可能となる。これら銀河質量進化の解析を銀河の形態や色別に行なうことによって、遠方で顕著に見られる青い不規則銀河が、他の通常銀河に飲み込まれて消えていくという仮説 (Brinchmann & Ellis 2000) も検証することができよう(図 3.20)。さらに、遠方銀河の形態分類も、星形成の影響が少ない近赤外観測によって、バルジとディスクの質量比から正確に行うことが可能となり、準解析的モデルをはじめとする理論的な銀河形成モデルとの直接的な比較を通じて、定量的に銀河の形態進化を議論することができるようになる。

### 3.2.5 宇宙の星生成史

銀河の星生成率を探るには様々な方法があるが、大規模サーベイなどで主に使われる指標には  $\text{H}\alpha$  輝線強度と紫外光強度の二つがある。 $\text{H}\alpha$  輝線は OB 型星の紫外光で電離された水素ガス雲から放出され、星生成率の良い指標とされている (Kennicutt 1983)。他方、静止紫外光からは、紫外光を放射する OB 型星の量を直接見積もることができ、それを星生成率に換算することができる。

現在、俗に“Madau Plot”と呼ばれる宇宙の星生成密度 (CSFD: Cosmic Star Formation Density) の進化を示す図を用い、宇宙の星生成史を求める研究が精力的に行われつつある(図 3.21)。星生成率は、 $z < 2$  では  $\text{H}\alpha$  の輝線強度で ( $z = 0$ , Gallego et al. 1995;  $z \sim 0.2$ , Tresse & Maddox 1998;  $z \sim 1.3$ ; Hopkins et al. 2000)、 $z > 1$  では主に静止紫外光 ( $\sim 1500\text{--}2800 \text{ \AA}$ ) の強度で (Madau et al. 1996; Steidel et al. 1999) 求められた値を用いて概算されている。

紫外光はダストによる吸収を受けやすいことから本質的に誤差が大きく、 $\text{H}\alpha$  による高精度な星生成率の導出の重要性が長年言われ続けてきたが、過去における  $\text{H}\alpha$  のサーベイでは、天体数が少なかったために信頼できる星生成率の値が得られているとは言い

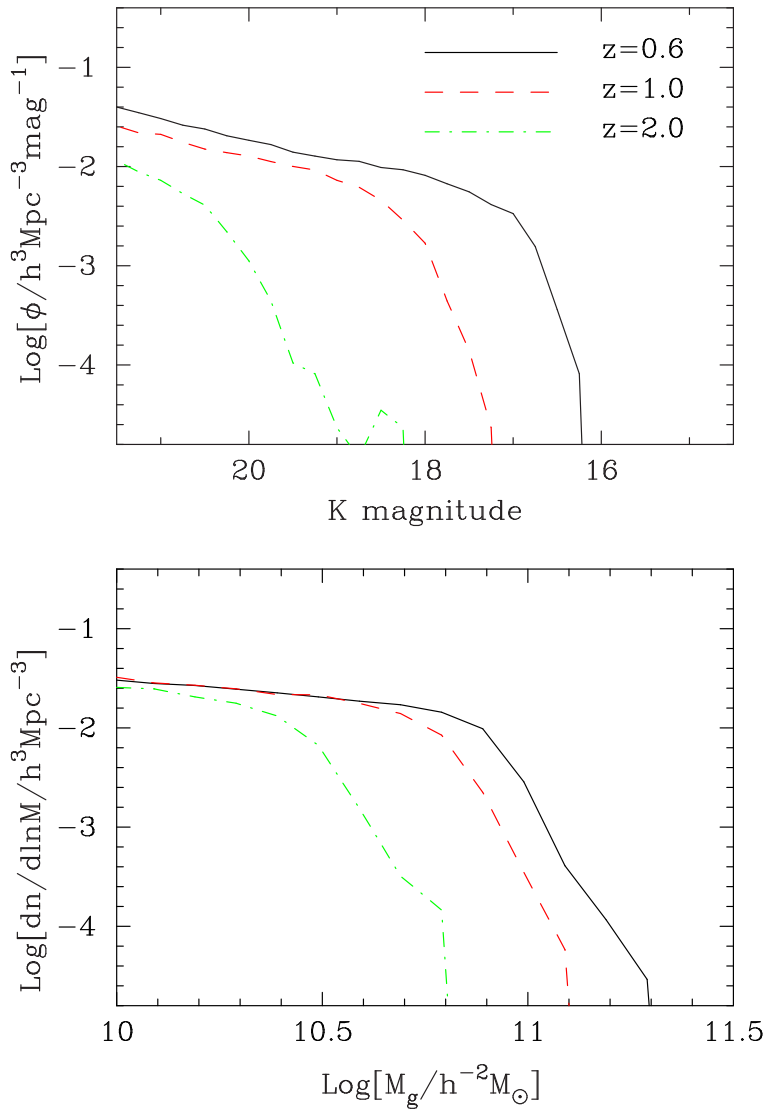


図 3.19: 銀河の星質量関数の進化。上図:  $K$  バンド光度関数の進化。 $\nu$ GC による予想。下図: 同じく銀河の星質量関数の進化予想。赤方偏移によって、大きく変化することがわかる。

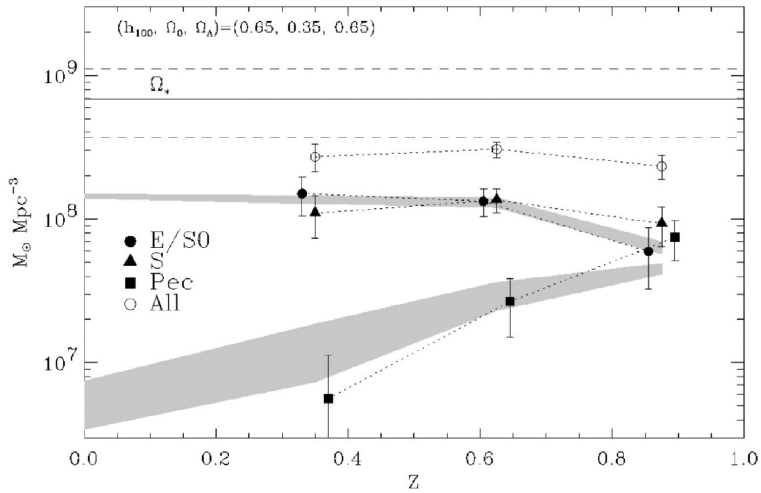


図 3.20: 銀河形態ごとの星質量の進化の違い。宇宙における星質量の共同体積密度の銀河形態別進化 (Brinchmann & Ellis 2000)。

がたかった。 $z > 1$  を越える高赤方偏移の天体では静止波長で可視域が赤外で観測されるようになる。このため、物理状態を決めるのに一般的に用いられる静止波長可視の各種輝線がすべて赤外に入ってくるために赤外分光が欠かせない手法となってくる。TAO では豊富な観測時間を投入して、 $z = 1 - 2.5$  で広く深い赤外線分光サーベイを行い、多数の天体の観測から  $z = 1 - 2.5$  での星生成率を高精度に求めることができる。その結果、宇宙の星生成の歴史がもっとも明確なかたちで明らかになるであろう。

また、同時に得られる  $H\alpha/H\beta$  線の強度比から、ダスト吸収の量を推定することも可能となる。これを用いると吸収を受ける前の個々の銀河の紫外光強度が求まり、静止紫外光による星生成率と  $H\alpha$  星生成率の直接比較が可能となる。一般に、 $H\alpha$  輝線はより多くの電離紫外線を出す O 型星を中心にサンプルするため 10Myr スケールの星生成活動をトレースするのに対して、静止紫外光はより低質量星までサンプルするので 100Myr スケールの星生成活動を見ることになる (Glazebrook et al. 1999)。この二つの星生成の指標を比較することにより、個々の銀河の星生成活動がどのような段階にあるのかまで、明らかにすることができるであろう。

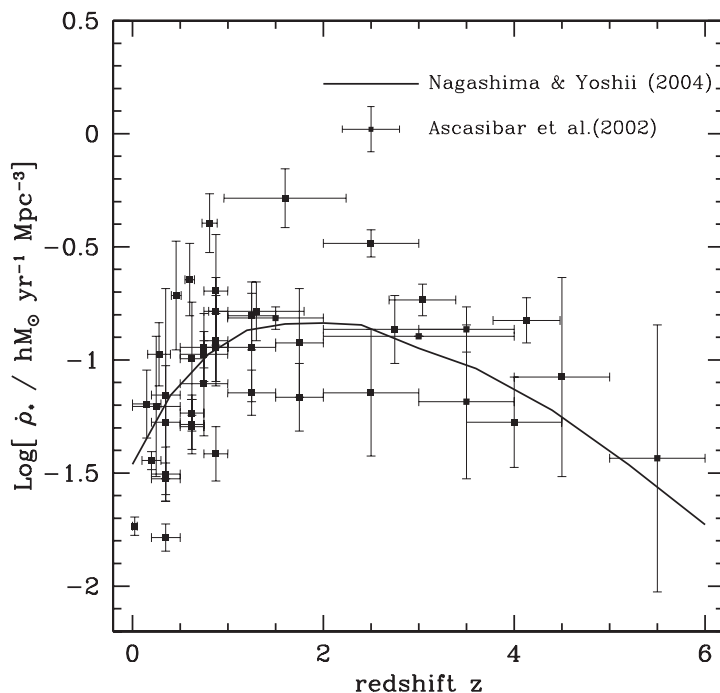


図 3.21: 宇宙の星生成率の進化。誤差棒のついた点は、Ascasibar et al. (2002) により集められた最近の観測結果。実線は Nagashima & Yoshii (2004) による理論モデルの結果。

### 3.2.6 宇宙の化学進化

TAO で得られる  $z > 1$  の高赤方偏移天体の近赤外スペクトルには、星生成の指標となる  $H\alpha$ 、 $H\beta$  などの水素輝線だけでなく  $[O II] \lambda 3727 \text{ \AA}$ 、 $[O III] \lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$ 、 $[N II] \lambda\lambda 6548, 6583 \text{ \AA}$  などの多数の重元素による輝線を含む。これらを用いて個々の天体の金属量 ( $[O/H]$  など) を求めることが可能となる。用いるパラメータは：

- $R_{23} = ([O II] + [O III]) / H\beta$  (Pagel et al. 1979; McGaugh 1991)
- $N_2 = [N II] / H\alpha$  (Denicolo et al. 2002)

などで、これらそれぞれは誤差が大きいものの、この二つを組み合わせることによって十分な精度で金属量を導出できると期待される。

これらのパラメータから、大規模構造内での金属量の空間分布を明らかにし、銀河の空間密度と金属密度の相関を調べることも可能となる。また、統合したデータにより、金属量-赤方偏移関係を導出し、宇宙全体の化学進化の歴史を調べることもできるであろう。

### 3.2.7 TAO による近赤外広視野サーベイ

以上で概観されたように、TAO プロジェクトにおいては近赤外線による広視野・高感度サーベイがキーとなっている。このような最先端のサイエンスを実現するために、「2色同時観測の広視野カメラ」と「広視野補償光学」を組み合わせ、TAO でしかできないユニークな観測をすすめる。

このセクションで述べてきたように、銀河の形成と進化の研究においては、近赤外波長域の観測によって、本質的な理解がすすむカテゴリーが数多く存在し、TAO による包括的な研究により、この分野を質的にまったく違った次元に引き上げることが可能になる。以下ではそのための具体的な戦略をまとめる。

#### すばるの次のステップとして

すばる望遠鏡は大型望遠鏡として世界最大の視野 ( $30' \times 30'$ ) の主焦点を誇り、可視波長域での広視野観測を大きく進展させた。その結果、 $z = 6$  における形成期の銀河の発見 (Kodaira et al. 2003)、 $z \sim 4, 5$  における構造形成の発見 (Ouchi et al. 2001, 2003) など、重要な発見が相次いだ。

この次のステップとしては、より長い波長である近赤外線で、より高赤方偏移に重みを置いた観測により、本当の銀河の誕生の現場を見つけることにある。しかし、すばるでは広視野は可視波長域に最適化されているために、近赤外波長域では5分角以上の視野がとれない。近赤外広視野の観測をすすめるには、それに適した設計を施した新しい望遠鏡が必至となる。TAO は、赤外線観測の世界最高の環境を誇るアタカマ、チャナントール山頂に設置されるため、赤外線に最適化した望遠鏡として設計され、まさにこの目的には適している。

また、すばるでは補償光学 (Takami et al. 2004) を用いて、 $0.''1-0.''2$  といった高い空間分解能での銀河の観測がわれわれ東大グループと国立天文台との共同によって行われ (図 3.22)、銀河形態の理解に飛躍的な改善があることが確認された (図 3.23)。TAO では、すばるの補償光学の経験を生かし、未来のAOの一つの形である「広視野補償光学 (地上層 AO: Ground Layer AO)」と呼ばれるサーベイに適した広視野の新しいAO技術を用い、高い角分解能と感度向上の両方を組み合わせることにより、すばるの次のステップとしての近赤外線サーベイを実行することができる。

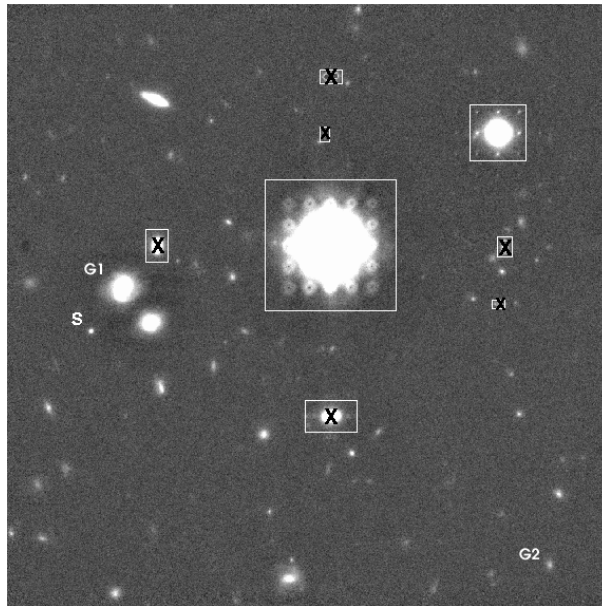


図 3.22: Subaru Super Deep Field. K' バンド ( $2.1\ \mu\text{m}$ ) の画像。補償光学 (AO) を用いて、東大のグループが  $K'=24.7\text{mag}$  の世界最高感度を達成した。視野は約  $1''$  (Minowa et al. 2005a)。

### 近赤外線サーベイの世界の現状

現在、8 mクラスの望遠鏡の登場により余剰時間ができた中口径 (2–4 mクラス) の望遠鏡を専用化して近赤線の広視野サーベイを行うという動きが欧米によってすすめられている。

例えば、アメリカ国立光学天文台による「Deep Wide-Field Survey」が2000年からキットピーク天文台の2mおよび4m望遠鏡とセロトロロ天文台の4m望遠鏡を用いてすすめられている。これは、可視光のB, R, Iバンド (4m望遠鏡) に近赤線のKバンド (2m望遠鏡) を加えた形で行われており、北銀極と南銀極それぞれ9平方度をカバーするサーベイを2005年頃までに終える予定でいる。Kバンドの感度は $K=19.5$ 等級を目指している。

また、イギリスを中心としたグループではハワイマウナケア山頂にあるUKIRT3.8m望遠鏡に視野 $14' \times 14'$ の広視野近赤外線カメラをとりつけ、北天において $K=18.4$ 等級で4000平方度を、 $K=21$ 等級で35平方度を、また、 $K=23$ 等級の高感度で0.77平方度をJHKの3バンドでサーベイする「UKIDSS (UKIRT Infrared Sky Deep Survey)」計画をすすめている。これは、4mクラスの望遠鏡が8mクラスの大型望遠鏡にたちうち



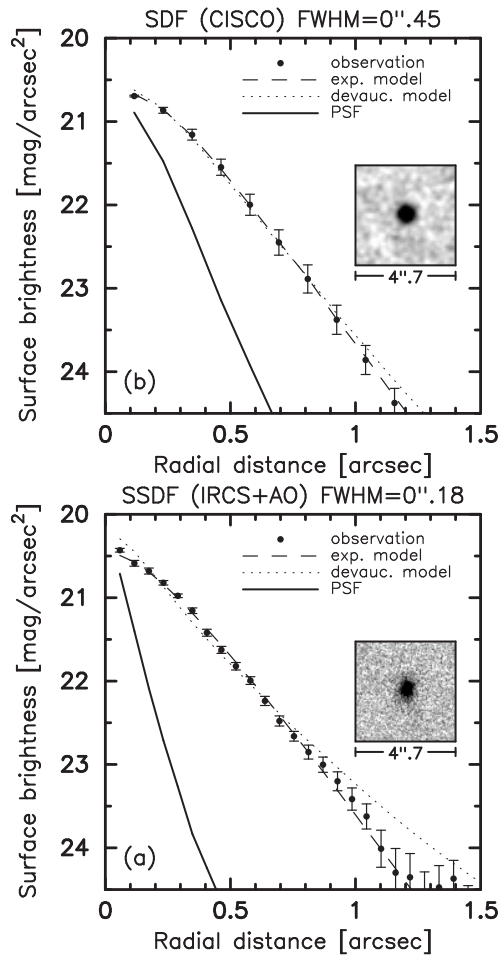


図 3.23: 高分解能による銀河形態の研究。補償光学 (AO) により角分解能が改善すると銀河の形態理解にも大幅な改善がもたらされる。上図は通常のシーイング下で、すばるで取得したある銀河のプロファイルで、円盤銀河的なプロファイル (exponential model) と楕円銀河的なプロファイル (de Vaucouleurs model) の区別が全くできていないことがわかる。対して、下図はすばる望遠鏡の AO を用いて高空間分解した同じ銀河のプロファイルだが、プロファイルが明確になりこの銀河が円盤銀河的なプロファイルを持っていることが明確に示される。TAO では、視野全域 ( $\phi 12'$ ) にわたり、これに近い高空間分解像を得ることができる (Minowa et al. 2005b)。

できないために、競争のために 4m クラスの望遠鏡を専用望遠鏡化するという世界の典型的な流れを示している。この計画では 2004 年から 6 年間でサーベイを終えることを考えている。

同じくイギリスは同様の計画を南天でもすすめるようとしており、そのための専用 4 m 望遠鏡をチリのパラナル山頂に建設している。この「VISTA (Visible & Infrared Survey Telescope for Astronomy)」計画は、 $2048 \times 2048$  画素の大型検出器を 16 個用い、視野  $45'$  もの超広視野カメラを製作し、 $K=20$  等級で 5000 平方度、 $K=21.5$  等級で 250 平方度、 $K=22.5$  等級の高感度で 25 平方度を、 $z$ JHK の 4 バンドでサーベイするという大規模なプロジェクトとなっている。2006 年度にサーベイを開始し、JWST の時代を通じて 12 年間をかけてサーベイをすすめる予定でいる。

### TAO の強み (サイト、装置/AO)

以上のように中型望遠鏡では近赤外線サーベイの時代にすでに移行しつつあるが、世界の 8 m クラスの望遠鏡はすべて多数の装置を用いる共同利用の形態をとっているため、このようなサーベイに移行するにはまだ 10 年以上の時間がかかる。そこで、TAO では専用望遠鏡としての特色を生かし、大型望遠鏡による最高感度の近赤外線サーベイを世界にさきがけて最初を実現することができる。

その高度から赤外線に最適の環境を持っているだけでなく、シーイングもマウナケアに匹敵するかそれ以上の可能性があり、アタカマ・チャナントール山頂は赤外線のサーベイにはうってつけのサイトといえる。装置としては、効率よくサーベイをすすめるために、2 色同時撮像のカメラを用意して、例えば、J バンドと K バンドの撮像を同時にすすめることができる。一波長あたりでも  $12'$  の広視野だが、2 色同時観測により、効率では実質 2 倍の広視野を目指す。また、TAO では副鏡を大気の擾乱にあわせてリアルタイムに変形させる広視野補償光学 (地上層 AO : Ground Layer AO) と呼ばれる新技术を用いて、広い視野にわたって  $0.''2-0.''3$  程度の高質の画像を得ることが期待できる。その結果、1 等級程度の感度の向上も得られ、口径 6.5 m であっても、口径 8 m の望遠鏡で通常シーイング下で観測するのに対してまったく遜色ないだけでなく、むしろよりよい高感度での観測が可能となる。

### 近赤外撮像サーベイの戦略と観測計画

TAO では 4 m クラスの望遠鏡では届かない  $K=22-25$  等級という最も深い感度でのサーベイを目指す (図 3.24)。この深さに到達して初めて、 $z > 1$  の高赤方偏移における銀河の包括的な議論が可能となる。

まず、1 平方度にわたる十分な視野での  $K=25$  等級の「深サーベイ」により、今まで検出できなかった低面輝度 (low surface brightness) の天体までを含めて、究極の銀河計数を行い、銀河起源の宇宙背景放射を確定することができる。また、楕円銀河起源と

考えられる極めて赤い銀河も 1000 個以上検出できるため、楕円銀河の起源について決定的な証拠を得ることもできるであろう。また、100 平方度にわたる K=22 等級での「広視野サーベイ」では、 $z > 1$  の宇宙大規模構造のマッピングが可能となり、100 個以上の  $z > 1$  銀河団の検出から、構造形成のスピードを支配するパラメータについての大きな制約を得ることができる。また、弱い重力レンズ効果による大規模構造の検出だけでなく、重力レンズにより増光された  $z > 5$  の高赤方偏移の銀河の検出もできるようになるであろう。このような、TAO による世界で初めての K=22-25 等級の広大な銀河サンプルから、銀河の質量と形態の進化を包括的に明らかにすることができる。

TAO では JWST が本格的に活動を開始する前に、K=25 等級、1 平方度の「深サーベイ」を終了させ、この深さと広さでの最初の知見を得ることになるであろう。その後は、K=22 等級でのサーベイを進め、JWST でも遂行することのできない 100 平方度以上の「広視野サーベイ」を実現することになるだろう。

#### $z = 1 - 5$ 銀河の近赤外分光サーベイ観測

$z > 1$  を越える高赤方偏移の天体では静止波長で可視域が赤外で観測されるようになる。このため、物理状態を決めるのに一般的に用いられる静止波長可視の各種輝線がすべて赤外に入ってくるために赤外分光が欠かせない手法となってくる。特に宇宙年齢が現在の 20 %程度の  $z = 2-2.5$  の領域は JHK バンドで静止可視域をほぼ覆えるために高赤方偏移の物理状態を調べる上でも、宇宙の歴史の初期を見ているという意味でも非常に魅力的な領域となっている。

しかしながら、現状では赤外多天体分光器がほとんどないことから、このような天体の赤外分光観測はなかなか進まず、行われたとしても静止波長全域を覆っているものはほとんどない (Teplitz et al. 2000)。また現在行われている赤外分光サーベイも  $z > 3$  のものを K バンド分光するに留まり (Pettini et al. 1998)、 $z = 1-2$  の天体のサーベイ的観測は行われていない。

TAO の近赤外広視野カメラは、冷却マイクロシャッターアレイを焦点面に備え、効率のよい多天体分光を系統的にすすめることができる。しかも、2 波長同時カメラであるため、0.8-2.5 $\mu\text{m}$  の広波長域を同時に分光することができ、サーベイにはうってつけの設計となっている。TAO 計画では望遠鏡の観測時間の大半を投入し、星生成活動などの重要な指標となる H $\alpha$  輝線が K バンドで観測できる  $z = 2.5$  までの天体の分光サーベイをすすめるが、それにより、宇宙の星生成史や化学進化について明らかにすることが可能となるであろう。

### 3.3 星間物質

#### 3.3.1 分子雲ダストの観測

##### ダスト収支の問題

固体微粒子、いわゆるダストは、星間空間の金属の多くを含んでおり、宇宙の重要な構成要素である。また、ダストは星周星間空間での物理・化学過程に深く関わっており、宇宙の物質循環を考える上で欠くことのできない要素である。ダストの研究はこれまでも理論・観測の両面から精力的に行われており、晩期型星や超新星残骸がダストの供給源であること、超新星によるショックで効率的にダストが破壊されること、などが明らかにされている。

しかしながら、ダストの生成進化については、その全体像がいまだに掴めていないの

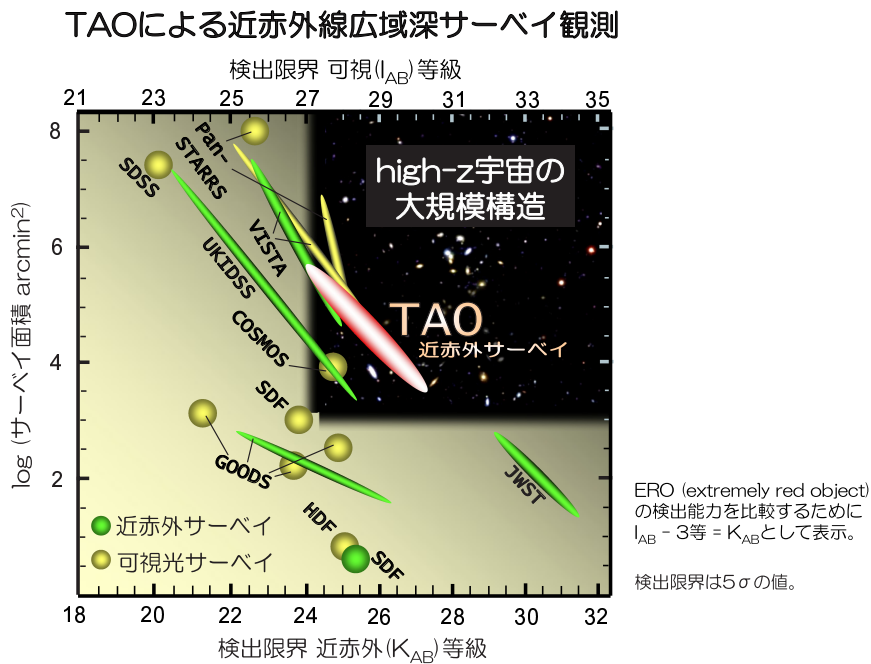


図 3.24: TAO の目指す近赤外広視野サーベイ。縦軸がサーベイ領域の広さ、横軸が感度をあらわす。緑色と黄色はそれぞれ近赤外と可視での代表的なサーベイを示す(計画中のものも含む)。TAO が目指すサーベイは赤色で記述された点であり、非常に深い感度で最も広いサーベイが可能となることわかる。この感度域 ( $K_{AB}$  等級で 25 等級以上)こそが、高赤方偏移での大規模構造や銀河進化の理解にもっとも重要となっている。

が現状である。Dwek (1998) は、星間空間に供給されるダストの量と、星間空間で破壊されるダストの量を、ダストの組成ごとに詳細に比較した (表 3.1) 結果、炭素系ダスト・酸素系 (シリケート) ダストの両方で、ダストの破壊割合が供給割合を 10 倍程度上回ることが示唆された。星間空間には大量のダストが存在しており、金属原子の多くがダストの中に含まれることは、金属線吸収による観測からも明らかであり、この見積もりは大きな矛盾を孕んでいる。AGB 星および SNe からのダスト供給量は星の質量から求められるので比較的正確であり、また、ダストの破壊レートが桁で小さいと言う事も少し考え難い。AGB 星/SNe などの星以外にもダストの供給源があるというのがもっとも有りうるのであるが、その供給源がどこなのか、今だ不明のままである。

その中で、近年注目を浴びているのが、分子雲中で起こるダストの生成プロセスである。ダストは主には金属原子によって構成される物質なので、その形成には金属原子同士が数多く相互作用できる環境が必要である。分子雲は星間空間よりも密度が高く、ダストが形成される可能性は大きいと言える。実際、近年の観測によって、分子雲中のダストは一般星間空間のダストに比べてサイズ成長が見られることが分かっている。これは、ダストの生成プロセスとは直接は関係しないが、金属原子の相互作用が分子雲中で確かに起こっていることを示す例として、重要な結果である。

#### 中間赤外による分子雲ダストの観測

このようなダストの形成や進化を研究する上で、中間赤外域は最も重要な波長域である。中間赤外にはシリケートを始めとした主要なダストのバンドフィーチャが多数存在しており、観測的にダストの組成決定ができる唯一の波長帯である。また、ダストフィー

		供給されるダスト量 ( $10^{-9} M_{\odot} \text{pc}^{-2} \text{yr}^{-1}$ )	
		Carbon-rich dust	Silicate dust
AGB	C-rich stars	2.8	0
	O-rich stars	0-3.7	
SNe	Type-Ia	0.1	3.5
	Type II	1.5	7.0
TOTAL		4.4	14.2

		破壊されるダスト量 ( $10^{-9} M_{\odot} \text{pc}^{-2} \text{yr}^{-1}$ )	
		Carbon-rich dust	Silicate dust
Star Formation		8	29
SNe shock		33	190
TOTAL		41	219

表 3.1: 星間空間でのダストの収支 (Dwek 1998)

チャはその構造やサイズによってフィーチャの形状が変化することが知られており、それを精密に測定することで、構造・サイズについても強い制限をかけられる。従来、ダストサイズは主にエネルギー収支の観点から求められて来たが、これには広い波長範囲を観測することが必要であり、ビームサイズの違いによる観測領域の違いなど、多くの不定性を含んでしまう。ダストフィーチャの観測はこのような不定性無しに直接ダストのサイズを計測できるので、ダストの形成・進化を研究する上で非常に有用な測定である。

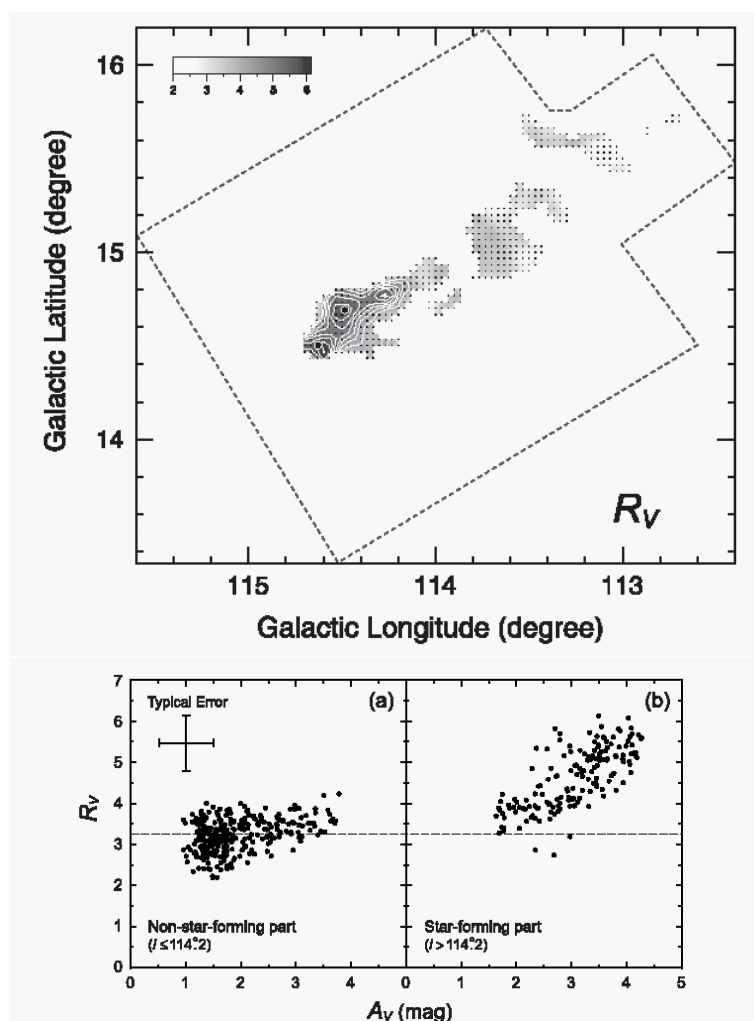


図 3.25: L1251 で観測されたダストの成長の様子 (Kandori et al. 2003)。

ると言える。

分子雲でのダストは (星周空間などを除くと)  $\ll 100\text{K}$  なので、中間赤外でのダストフィーチャは吸収として観測される。近年、Bowey らのグループはアモルファスシリケートのフィーチャ ( $9.8\mu\text{m}$ ) を分子雲で観測し (Bowey et al. 1998)、その吸収スペクトルを得ている。しかしながら彼女らの観測は  $4\text{m}$  クラスの望遠鏡を用いたものであり、感度が絶対的に不足しているために、サンプル数がごく限られてしまっている。さらに、彼女らの観測は  $10\mu\text{m}$  帯に限られており、ダストフィーチャが豊富で分子雲の最も濃い領域でも saturate しない  $20\mu\text{m}$  での観測はまったく行われていない。Spitzer をはじめとしたスペースによる観測では分子雲中をサーベイする計画があるが、すべて撮像が低分散での観測であり、ダストフィーチャを詳しく調べる事はできない。分子雲中でのダスト形成を観測的に明らかにするには、 $R > 200$  での、高感度の観測が必要である。

### TAO 望遠鏡による観測

TAO 望遠鏡は熱赤外線観測で高感度を誇る望遠鏡であり、特に Q バンド ( $20\mu\text{m}$  帯) では、従来望遠鏡の倍以上の検出感度を達成できる。この波長帯には、アモルファスシリケートの強いバンド ( $18\mu\text{m}$ ) の他、数多くの結晶化シリケートのバンドが存在しており、ダストの組成や構造を調べる上で重要である。この波長域でのダストフィーチャの吸収スペクトル観測はこれまであまり例が無く、TAO 望遠鏡の果たす役割は大きい。

このような吸収バンドの観測には、参照光源たる背景星の選択も観測精度を決める重要な要素である。このような参照星としては可視・近赤外域では A-F 型の星が用いられ

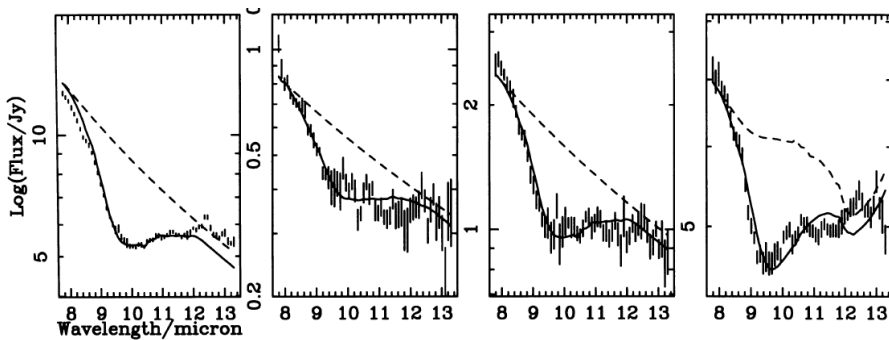


図 3.26: 分子雲および星間空間で観測されたアモルファスシリケート ( $9.8\mu\text{m}$ ) の吸収。左から、Cyg OB2 (星間吸収)、Tau Elias13、同 Elias16、同 Elias18 (分子雲) の観測例。UKIRT3.8m 望遠鏡での観測のため、分子雲天体に関しては  $S/N$  はあまり良くない (Bowey et al. 1998)。



る事が多いが、中間赤外では A-F 型は暗く、またベガ現象の影響も危惧されるため、あまり適した参照星ではない。一方、K 型巨星は、中間赤外域で非常に明るく、また、星周ダストの出現率も低いので、参照光源として用いることができると考えられる。K 型星を背景星として使った場合、距離 150pc で (吸収フリーで) 130mJy の明るさとなり、TAO 望遠鏡を使えば 4 時間積分で  $S/N > 50$  が達成できる。これは他の地上望遠鏡では到底達成できない感度である。

K 型巨星は見掛けの星密度が比較的高く、同じ分子雲中で複数のサンプルを取ることができる。例えば Taurus 領域では、領域内に背景 K 型巨星は ~20 個存在しており、10–15 快晴夜の観測で全てを分光観測可能である。このような観測を行い領域によってダストがどのように変化するのかが明らかになれば、それを他の諸相 (ダストの可視吸収  $A_v$  や、ガス密度、ガス温度など) と比較することで、ダストがどのように生成成長していくのかを明らかにできる。これはダストの成長率や生成率と密度/温度の関係を観測的に解くことに相当しており、ダスト進化・生成が (起きているとすれば) 何によってコントロールされているのかを知る重要な手がかりとなる。

### 3.3.2 ガスとの関係

上で述べた観測は分子雲中でのダストの振舞を観測的に明らかにするものである。一方、分子雲中の多くのプロセスはガスが担っており、ダストの状態とガスの諸相との関係はたいへん興味深い。例えばダスト表面は化学反応の場として重要であり、放射性同位体 (例えば  $^{13}\text{C}$ ) の濃縮などを起こす。したがって同位体分子を使った観測を行う際に、ダストによる影響を考慮する必要がある。また、分子雲中のダストはその表面がガスが凝結してできた氷に覆われていることが予想されるため、ダストの観測の際にもガスの影響は無視できない。したがって、分子雲中で起こっている (ダスト形成を含む) 物理・化学過程を解明するには、ガス/ダスト両面から観測を行うことが必須であり、熱赤外からダストを観測する一方、電波でガスを観測することが重要となる。

このような研究を行う際に、ビームフィリングファクターの問題は解決しておくべき問題である。TAO 望遠鏡での観測は点光源を用いた吸収バンド観測であり、その空間分解能は実効的に無限小である。したがって、電波によるガスの観測でも、できるだけ高い分解能でその物理状況を観測する必要がある。ALMA は世界最高の空間分解能を誇る電波装置であり、これと世界最高感度でダストの吸収バンドを観測できる TAO 望遠鏡を組み合わせることで、分子雲で起きている物理・化学過程を最も詳しく調べることができる。

さらに、ALMA の観測ターゲットの中で最も重要なものの一つが、分子雲中で生まれ

つつある星周円盤の研究である。このような星周円盤ではダストはクーラントとして働くため、その構造を理論計算し観測と合わせるためには、ダストの量やサイズ（表面積）を知ることが必要となる。星周円盤のガス/ダストは当然それを取り囲む分子雲で形成されたものであり、分子雲中のダストの研究は円盤形成の初期値を与えるものと言える。これまでの研究ではこのダストの初期状態としてガス/ダスト比 100 など、希薄な星間空間のものが用いられており、分子雲中のダスト形成・進化はあまり考慮されていない。ここに提案する研究によって分子雲中のダストの状態が明らかにすることは、ALMA による星周円盤の観測結果を解釈し理解するのに大きな役割を果たすものだと考えている。

### 3.4 系外惑星

“我々の太陽系以外にも惑星系が存在するのか?” この問いは人類にとって根源的な疑問であり、これに答えることは現代天文学の重要な使命のひとつである。この問いに答えるべく、これまでたくさんの観測研究がなされて来ており、ここ 10 年の観測によって、他の恒星にも惑星系らしきものがあるという観測的証拠が見つかりつつある。その最たる例は主系列星にみられる惑星系円盤残骸、いわゆるベガ現象の発見と、視線速度法による惑星の検出である。系外惑星系の研究は、このような発見の段階を過ぎ、いよいよ統計・分類に基づいた詳細研究の段階を迎えはじめており、サイエンス集中型の望遠鏡である TAO 望遠鏡が果たす役割は大きい。本セクションでは、TAO 望遠鏡によってもたらされる、系外惑星観測の展開について述べる。具体的には、高解像度中間赤外観測による系外惑星系ディスクの捜査と、食による惑星の観測の 2 つについて議論する。

#### 3.4.1 高解像度観測による系外惑星系探査

ベガ現象は 1983 年に打ち上げられた赤外線観測衛星 IRAS によって発見された現象で、長波長での赤外超過として検出された。その後の精力的なフォローアップ観測により、これが 100–150K の低温ダストからの放射であること、分布は円盤状であることなどが分かって来た。特に近年のサブミリ波 (Greaves et al. 1998) や中間赤外線による観測 (Koerner et al. 1998; Jayawardhana et al. 1998) では、星から数 10AU の付近に大量のダストが集積している様子が空間的に分解して観測されている。また、これらの円盤残骸の中には、ダストがディスク状と言うよりはリング状の構造が複数存在するものも発見されており (Wahhaj et al., 2003)、惑星のような大型天体の存在が示唆されるものもある。

主系列星に見られる残存ダスト円盤は、全て星形成時に存在した原始惑星系円盤から

進化してできたものである。この進化の間に円盤内のダスト粒子は黄道面への沈澱、熱変性、ポインティングロバートソン効果による落ち込みなどを経験し、また集積過程を経て微惑星ひいては惑星を形成すると考えられる。また、形成された(微)惑星は同じ軌道にあるダストを跳ね飛ばして円盤に間隙をつくるなど、円盤の構造に大きな影響を与えることになる。さらには、円盤内では様々な熱的過程が進行し、結晶化などのプロセスによってダスト組成が変化することも期待される。したがって、残存ダスト円盤を詳細に観測すれば、直接には見えない(微)惑星を含めた、惑星系の構造や歴史などを観測的に調べることが可能となる。

従来、このような残存ダスト円盤の観測は、主に中間赤外線域に置ける放射の超過と言う形で検出されて来た。このような測光的な観測は比較的遠方にある星についても超過=ダスト円盤の有無を検出することができるが、微量なダスト放射は検出が難しい。例えば、太陽系の黄道光は  $20\mu\text{m}$  帯でも主星である太陽の数百分の一しか放射しておらず、これを測光的に検出するのは原理的に非常に困難である。また、測光で得られる情報は直接は温度の情報であり、星周ダスト円盤の空間構造に焼きなおすには、ダストの光学特性が分かっている必要がある。一方、ダストの光学特性は円盤進化とカップルして変化することが予想されるので、測光観測から空間構造を推定することは大きな不定性を伴うこととなる。

このような測光的な方法とはまったく違うアプローチとして、高解像度画像による星周ダスト円盤の直接検出という方法がある。これは高解像度のデータによって星周ダスト円盤を主星と空間的に分離し、画像としてダスト円盤を検出するというものである。この方法は円盤が空間的に分離できるような近傍の星に対してしか用いることができない

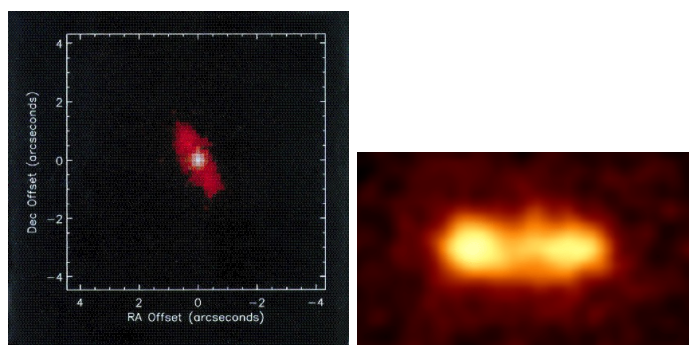


図 3.27: 中間赤外の観測から得られた HR4796 の星周ダストリング。左の図は  $10\mu\text{m}$  と  $18\mu\text{m}$  の疑似カラー合成であり、広がり  $10\mu\text{m}$  では見られない。右図は同じ HR4796 を  $24.5\mu\text{m}$  で観測した画像。この天体の場合、 $24.5\mu\text{m}$  では中心星は完全に見えなくなっており(相対的に明るさが弱いため)、ダスト円盤だけが顕著に観測される。

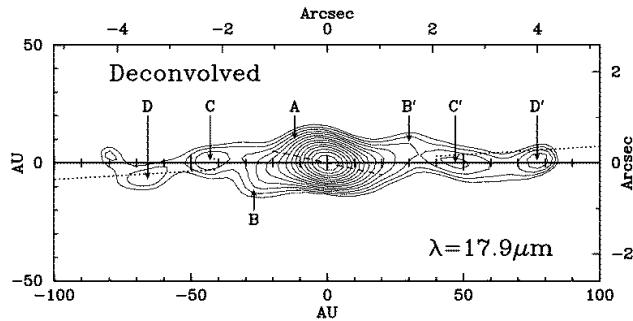


図 3.28: 中間赤外の観測で得られた  $\beta$  Pic の星周ダスト分布。デコンボリューション法により解像度を向上させた結果、4本のリング状 (A,B,C,D) にダストが存在していることがあきらかになった (Wahhaj et al., 2003)。

が、測光法よりも (相対的に) 微弱なダスト放射もとらえることができる。また、直接ダスト円盤の構造をとらえることになるので、分解能が足りている範囲では円盤の空間構造に対する情報を得ることができるといいうメリットを持つ。すなわち、空間分解法による円盤の観測は、測光的な方法と補完的であり、今までの観測では見付けられなかった、

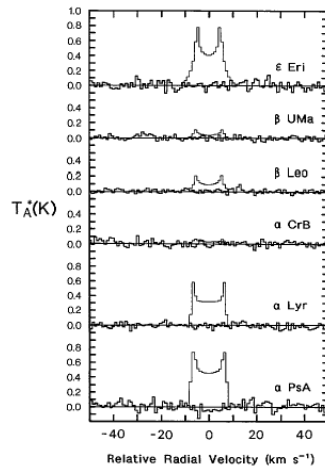


図 3.29: 野辺山 45m 電波望遠鏡による観測から、ベガ型星からの CO 放射はダスト放射から期待されるもの (細線) よりも弱いことがわかった。ここから、(CO のダスト表面への固着などを考慮しても、少なくともいくつかのベガ型星で) ガスの散逸が起こっていることがあきらかとなった (Yamashita et al. 1992)。

ダスト量が少ない進化したダスト円盤をさがす事が可能になる。これは、近傍の系外惑星系を探索するという意味で、将来地球型惑星や地球型生命をさがす計画に大きく貢献するものである。

### TAO 望遠鏡による観測の優位性

このようなダスト円盤の観測研究を行うのに、TAO 望遠鏡は最も適した望遠鏡である。星のまわりのダスト円盤は主に中心星からの放射を受けて加熱されており、その温度は星から離れるにつれて下がってゆく。低温のダストは長波長での放射が卓越するので、長い波長で観測するほど、星から離れたダスト円盤が検出できる。一方、観測できる空間構造は回折でその限界が決まっており、波長に比例して構造スケールは大きくなる。したがって、観測波長の違いによる観測の難易は両者の競争となるが、ダストの熱平衡を考えると、回折による分解能劣化の効果よりも温度の下降の影響の方が大きいので、長波長で観測するほどダスト円盤は空間分離が容易になる。実際、これまで空間的に分離し

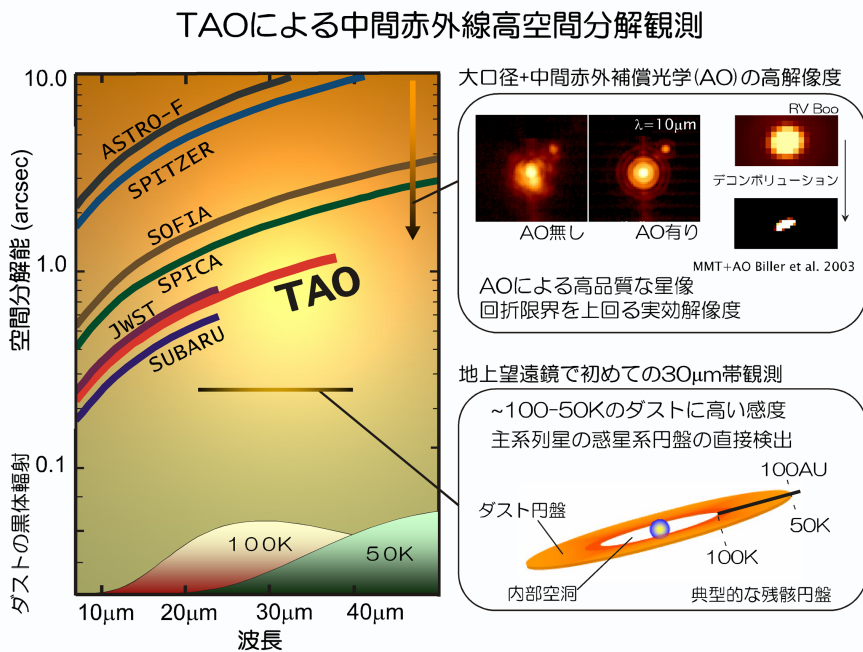


図 3.30: TAO の中間赤外域での優位性

て観測された星周ダスト円盤のほとんどは  $10\mu\text{m}$  帯ではなく  $20\mu\text{m}$  帯で検出されたものであり、中心星の明るさの寄与は、波長が長くなればなるほど小さくなっている (図 3.27 参照)。したがって、ダスト円盤のサーベイ観測を行うには、高解像度観測をより長波長である  $20\mu\text{m}$  あるいはそれよりも長波長で行うことが最も望ましく、TAO 望遠鏡の優位性が高い観測分野と言える。

- $20\mu\text{m}$  帯での高い感度

TAO 望遠鏡は高度 5600m のサイトに設置する計画であり、サイトでの上空水蒸気量 (PWV) は  $0.5\text{mm}$  (上位 25 % の平均) まで下がっている。これによって熱赤外で最大のノイズ源である大気からの放射は格段に減少することが予想される。この効果は Q バンド ( $16\text{--}26\mu\text{m}$  帯) で特に顕著であり、例えば  $24\mu\text{m}$  付近では大気放射量が  $1/3$  以下まで減少する (図 3.31)。さらに高高度で気温が低いこと、Q バンドの高解像度観測に最適化された装置を取り付けることなどを考えあわせると、TAO 望遠鏡は Q バンドで最も高い感度が達成できる地上望遠鏡だと言える。特に南半球では 3000m 超のサイトに大型望遠鏡の建設は TAO 以外には予定されていない。高度が 3000m 以下になると Q バンドの観測は難しくなるので、南天天体での熱赤外観測では TAO 望遠鏡の優位性は抜きん出ているといえる。

- $20\mu\text{m}$  帯での高い空間分解能

TAO 望遠鏡では、副鏡による補償光学システムを用いることで、従来よりも格段に安定した像 (PSF) での観測が可能になる。中間赤外域は可視近赤外に比べると大気擾乱の影響が少なく、半値全幅でみるとほぼ回折限界の像が常に得られることが知られている。しかしながら、その像プロファイルの詳細を調べると、そのストレール比は最大でも 0.5 程度に過ぎず、やはり大気擾乱の影響を受けていることが

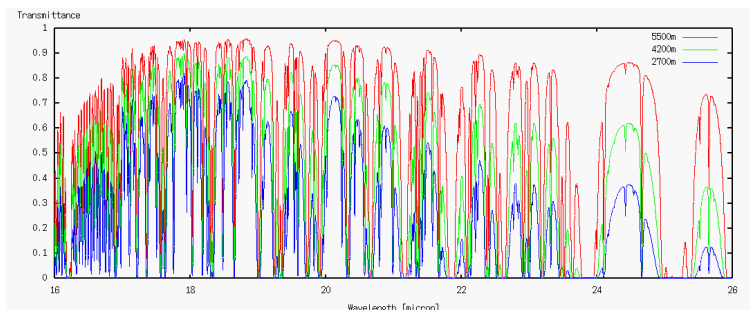


図 3.31: Q バンドでの大気透過率 (モデル計算)



分かる。これを補償光学で補正することで、ほぼ完璧な回折像を常に得ることができるようになることが、MMT6.5m 望遠鏡を用いた試験観測であきらかにされている (Close et al. 2003、図 3.32 も参照)。星周ディスク観測のようなダイナミックレンジが大きく空間分解能ぎりぎりの観測を行うためには、像の安定性が決定的に重要になるので、補償光学をもつ TAO 望遠鏡の優位性は非常に高いと言える。

- 30 $\mu\text{m}$  帯での観測可能性

30 $\mu\text{m}$  帯はこれまで地上望遠鏡では観測されたことが無く、1'' スケールの解像度での観測例はまったく存在しない。30 $\mu\text{m}$  帯では対応する黒体放射温度がおおよそ 80–100K であり、ちょうど太陽系で言うカイパーベルト領域にあたっている。したがって、30 $\mu\text{m}$  帯は、これまでよりもより低温すなわち外側のダスト円盤の構造を研究するのに最適な波長である。TAO 望遠鏡は世界で初めて 1 秒の空間分解能で 30 $\mu\text{m}$  を観測できる望遠鏡であり、発見的なものも含めて多くの成果が期待できる。

- 豊富な観測時間

無バイアス/ボリュームリミットの観測を行うには、大量の観測時間が必要となる。例えば、後述するような最近傍 G 型星のサーベイ観測の場合、全ての天体を観測するのに約 30 快晴夜が必要である。一方、高解像度を達成できる 8–10m 望遠鏡では中間赤外装置はほぼ全て共同利用で使われており、このようなプロジェクトに多大な時間をかけることは難しい。TAO 望遠鏡だけが、サーベイ的観測に多くの時間を費すことができる望遠鏡である。

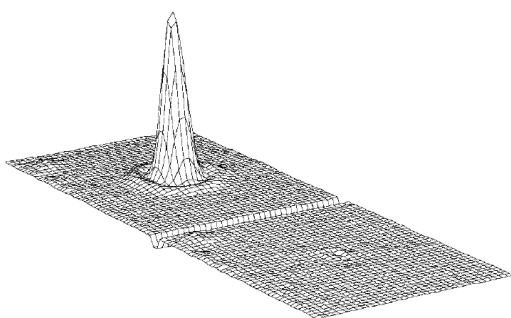


図 3.32: MMT AOS で得られた 11.7 $\mu\text{m}$  の画像 (左)。回折リングがクリアに見えている。右の図は標準星の PSF を差し引きしたもの。回折リングを含めてほぼ完全に点源の差し引きがなされており、残存成分の強度は FLUX の 0.5 % 以下である。(Close et al. 2003)



## 実際の観測

星周ダスト円盤の構造を空間分解する必要があるため、近傍の星が主な観測ターゲットとなる。ここでは観測の例として2つのカテゴリーを挙げ、その目的および実現性を議論する。

### 1. 最近傍の星

本研究は微弱なダスト円盤の検出を目指すものであり、進化のある程度進んだ主系列星は重要なターゲットのひとつである。特に主系列星でどの程度の星にダスト円盤が付随するのかといった統計情報は、太陽系との関連を知る上で興味深い。このような統計量を知るためにはボリュームリミットの無バイアスサーベイが必要であり、TAO 望遠鏡での観測研究が待たれるテーマである。

単純な熱平衡モデルを考えた場合、ダストの温度が120 K ( $25\mu\text{m}$  で観測可能な温度帯) になる星からの距離は、A 型星で45AU, G 型星で7AU である。TAO 望遠鏡の回折限界は  $25\mu\text{m}$  で  $0.''97$  であり、AO を用いることでこの直径のダスト円盤まで空間分解可能だと考えると、A 型星で92pc, G 型星で15pc 程度の天体までがターゲットとなる。星密度などから考えると、TAO 望遠鏡でサーベイ可能な天体数はA 型で500 天体、G 型で50 天体となる。これは、円盤進化の統計情報を得るのに十分な数である。

TAO 望遠鏡での Q バンドの検出限界は、on-source 4 時間積分でおおよそ  $1.5\text{mJy}$  (3 レベル) である。15pc はなれた G 型星に太陽系と同じダスト円盤が付随していた場合、その明るさはおおよそ  $5\text{mJy}$  と推定されるので、TAO を用いればこれを  $\text{SN}\sim 10$  で検出することが可能である。

なお、既存の8–10m 望遠鏡では、Q バンドで  $5\text{mJy}$  の放射を検出することは非常に難しく (COMICS を用いた場合でも25 時間の積分で  $S/N = 3$ )、サーベイ的な観測は不可能である。さらに、AO がないシステムでこれだけ長時間に渡ってPSF を安定させることは不可能なので、空間的な分離も困難となる。TAO 望遠鏡だけがこのサーベイを遂行できる望遠鏡となる。

このサーベイによって、15pc 以内の全ての G 型星、および90pc 以内の全ての A 型星について、それが“ダスト円盤を持つ太陽系に似た星”なのか、あるいは“ダスト円盤が存在しない = 太陽系とは違った星”なのかを明らかにすることができ、惑星系の普遍性を知る上でも興味深い結果をもたらすだろう。

### 2. 近傍運動群

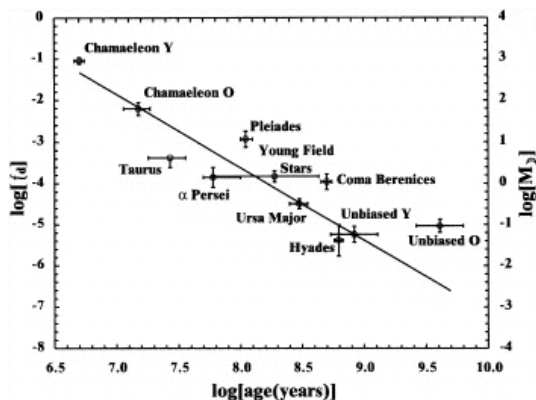


図 3.33: 星周ダストの量と年齢の関係 (Spangler et al. 2001)。

運動群で同定される近傍星団は年齢が同じと考えられる星の集団であり、ダスト円盤の進化を議論するのに好都合である。特にダスト円盤の変化が激しいと考えられる 10–100Myr あたりの進化を議論するには、年齢が精度良く決まっている必要があり、星団の観測は非常に有効である。またこれら星団は同じ進化段階にあって違う質量を持つ星のサンプルでもあることから、星の温度による差異を論じるにも都合が良い。

太陽系近傍 60pc 以内には 4 つの星団があるが、うち 10–100Myr の進化段階にあるのは TW Hya Association と Tucana Association の 2 つである。これらはともに南天にある星団で、年齢はそれぞれ 20Myr、40Myr と推定されている (Zuckerman et al. 2001)。これらの天体までの距離は約 50pc であり、中心星温度が 8000 K までの天体ならば十分に分解可能である。明るさの点でもダスト量が時間の  $-2$  乗に比例している (Spangler et al. 2001) とすれば、数時間の積分で星団の全てのメンバーについてダスト円盤からの放射を検出できるはずである。この観測によって星団メンバー約 50 星を観測すれば進化段階初期でのダスト円盤の構造やその進化、スペクトル型による違いなどを論じることができるようになる。

### 3.4.2 食による太陽系外惑星の検出

太陽以外の恒星の周囲に惑星が存在することは、近年、観測的に明らかとなり、2004 年 8 月現在で既に 100 個以上が発見されている (図 3.34)。これまでに提案・実行された

検出方法には、直接撮像法、位置天文法、視線速度法、熱放射分離法、分子線分光法、掩蔽法などがあるが、発見されている系外惑星は、ごく僅かな例外を除いて、すべて、視線速度法によるものである。この方法では惑星質量を含む多くの導出パラメータに軌道傾斜角 ( $\sin i$ ) の項が含まれたままであり、これが惑星の物理量に対する不定性となる。また、極めて精密な高分散分光観測 (先ほどの例だと  $R = 2 \times 10^7$ ) が必要であるため、大量のサンプルに対して無バイアスにサーベイを行うのにはあまり適していない。

これを補う特長を持つのが、掩蔽法である。惑星が恒星の手前を横切る際に発生する食 (日面通過) による恒星の変光を観測して検出する方法である。イベント発生率が低いため、これまで、あまり省みられなかったが、既に1つ実例があり、現実的な方法として注目されるべきである。また、以下に挙げるように視線速度法での欠点を補う特徴

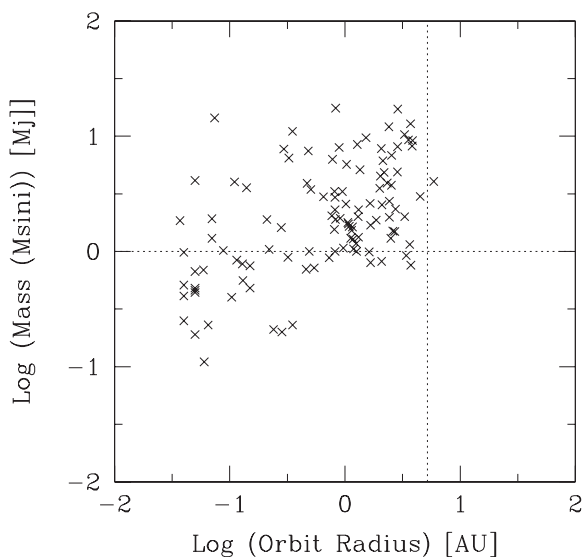


図 3.34: 2004 年までに発見された系外惑星の質量と軌道半径の関係。点線は太陽系の木星を示す。ほとんどの惑星が木星より内側に存在するのは観測効果のせいでもあるが、太陽系と様子が異なる惑星系が多数発見されているのが分かる (元データは California & Carnegie Planet Search ホームページ <http://exoplanets.org/> より)。

を持つ。

- 掩蔽が発生すること自体から惑星の軌道傾斜角に強い制限を加えることができる。変光曲線が十分な精度で求められる場合には、そこから、さらに正確に軌道傾斜角を求めることも可能である。
- 主星に対する惑星の大きさ（直径）を直接観測できる。
- 軌道面の傾きはランダムと考えることができるので統計的な処理がやりやすい。
- 測光観測だけで検出できるので、多数の恒星に対して無バイアスにサーベイすることができる。

ここでは、TAO 望遠鏡での隠蔽による惑星観測として、他の観測では惑星存在の有無が明らかでない星に対して惑星検出を試みる「サーベイ観測」と、視線速度法など他の方法によって存在が明らかとなっている惑星について行う「追求観測」とについて述べる。

#### サーベイ観測

サーベイ観測は、他の観測で惑星存在の有無が明らかでない星に対して無バイアスで測光モニタサーベイを行い、惑星隠蔽による変光を検出することで、惑星検出を試みるものである。

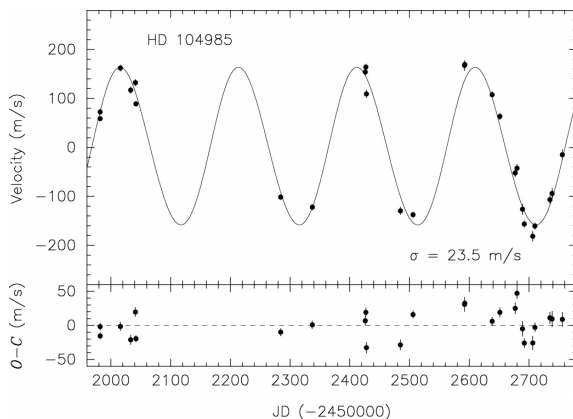


図 3.35: 岡山 188cm 望遠鏡によるドップラーシフト観測の結果。巨星 HD104985 のまわりでも惑星によるドップラーシフトが発見された (Sato et al. 2003)。

惑星隠蔽による星の減光する割合は、中心星と惑星の見掛けの大きさの比で決まっており、惑星が小さいほど減光量は小さい。例えば地球サイズの惑星の場合、減光の割合は  $8 \times 10^{-5}$  であり、これを検出することは事実上不可能となる。一方、木星サイズの惑星の場合は、減光の割合が 0.01 程度となり、 $S/N = 1000$  程度の観測を行えば検出が可能となる。TAO 望遠鏡の場合、積分時間 1000 秒で  $V=20.9\text{mag}$ 、 $K=19.4\text{mag}$  の星が  $S/N = 1000$  であるので、これより明るい星に対してモニタを行うことで、木星型惑星を検出できる可能性がある。<sup>1</sup>

では隠蔽の検出はどの程度の星で期待できるだろうか。隠蔽を検出するには、まず我々がその惑星の軌道と（ほぼ）同一平面の位置にいる必要がある。このような幾何学になる確率は恒星サイズ・軌道・軌道面傾斜角によって決まっている。惑星の軌道面がランダム、星が太陽と同じであると仮定すると、木星軌道にある惑星で  $1/1300$ 、Hot Jupiter ( $0.32\text{AU}$ ) の場合では、 $1/79$  となる。サーベイする星の中でこれだけの割合の星が、我々から見て食を起こす幾何学にあると言える。さらに、観測期間中に食を起こす確率を考える。観測期間が 1 日 8 時間で 60 日だとすると、食が期間内に起こる確率は、木星軌道にある惑星の場合で  $5 \times 10^{-3}$ 、Hot Jupiter の場合だと 0.33 となる。

これらの議論をあわせると、惑星系を持つ星をひとつモニタした際に隠蔽を検出できる確率は、木星軌道の木星型惑星で  $4 \times 10^{-6}$ 、Hot Jupiter で  $4 \times 10^{-3}$  となる。一方、 $V < 20.9\text{mag}$  の星は銀河面付近で 1 平方度あたり  $10^5$  個ほど存在している。したがって、1 度の視野をモニタした場合に、観測される期待値は、木星型惑星で 0.04 個、Hot Jupiter で 40 個に達する。すなわち、このようなモニタ観測を行うことで木星型惑星、特に Hot Jupiter のような惑星については、その隠蔽を検出できる可能性は大きいと言える。

サーベイでの検出は、視線速度法よりも多くの星について一度に調査することができる他に、視線速度法では観測にかかりにくい、公転速度が遅い惑星についても確率的に検出される可能性がある。したがって、掩蔽法で惑星存在が示唆された星について視線速度法による追求観測を行うなど相補的に観測を行うことができる。また、ここでの見積もりでは、太陽類似恒星周囲にしか惑星が存在しないとして見積もりを行っているが、サーベイ観測の場合、それ以外の恒星も同時に監視することとなり、これらの恒星周囲に惑星が存在するかどうか、同時にチェックすることが可能である。実際に、G 型巨星周囲の系外惑星が発見されている (Sato et al. 2003)。ただし、巨星周囲の方が、掩蔽法での検出はより困難である。もし、太陽に類似していない恒星周囲の系外惑星についての統計が得られれば、それだけで大きな発見である上に、検出率も増加することになる。

<sup>1</sup>近赤外アレイ検出器で  $S/N = 1000$  を達成するのは実際は簡単ではないが、ディザリングを頻繁に行ったりオフセットを直前直後に差し引くなど観測手法を工夫すれば不可能ではない。具体的な方法は現在検討中である。

また、食が発生するのは、惑星摂動による主星の天球上での固有運動が最大となる時期ではあるが、その変化は最小の時期である。このため、直線的な固有運動と分離して惑星を探すことを考えると、掩蔽発生時は、固有運動によって惑星を確認するには適していない。しかし、この時点で恒星と惑星と太陽系とが一直線に並んでいるという強い拘束条件を課することができるため、固有運動法単独よりも高い精度で短期間のうちに惑星の軌道を決定できる。

### 追求観測

視線速度法や位置天文法など他の方法によって検出された恒星については、食が発生する可能性がある時点を指定することができれば、その時期に集中して特定の恒星に対して掩蔽観測を行うことができる。

隠蔽法の場合、食が発生するのは視線速度変化が最大の際に限られるので、その時点をねらって観測すればよい。この場合、食が観測されるか否かで軌道がほぼ edge-on であるか否かを定めることができ、観測された場合は、惑星の質量をほぼ正確に決定することができる。

掩蔽が観測されたのは、2005年3月現在ではHD209458およびTrES-1の2例だけである。前者は視線速度法によって存在が知られていた惑星を検出したもの、後者は多色観測による掩蔽で検出した後に視線速度法で確認したものである。変光曲線の解析から軌道傾斜角、惑星半径などが求められ、視線速度法による結果と合わせることで惑星質量などが決定されている。これが軌道傾斜角の不定性なしに惑星質量などが決定されている唯一の系外惑星である (Henry et al. 2000; Charbonneau et al. 2000; Castellano et al. 2000; Jha et al. 2000; Alonso et al. 2004)。HD209458は、口径わずか80cmおよび10cmの望遠鏡によって発見・測定されている。これは、HD209458の公転周期が、たまたま3.5日と短かったために繰り返し観測が可能だったためであるが、この類の観測を大口径望遠鏡で実施すれば大きな成果が得られる可能性を示唆している。実際、ハッブル宇宙望遠鏡による高精度観測によってHD209458の変光曲線はきわめて高い精度で既に観測されており、恒星の周縁減光などの影響を考慮した上での惑星サイズが求められている (Mandel & Agol 2002)。

精密な固有運動測定によって惑星の存在が示唆された場合は、固有運動の変化が最小になる際に食が発生する可能性があるため、この時点をねらって観測すればよい。この場合、惑星質量などは固有運動測定だけからでも求めることは可能であるが、掩蔽発生時は、その時点で恒星と惑星と太陽系とが一直線に並んでいるという強い拘束条件となるため、固有運動法単独よりも高い精度で惑星の軌道を決定できる。また、惑星直径は掩蔽法でしか得ることができない情報である。

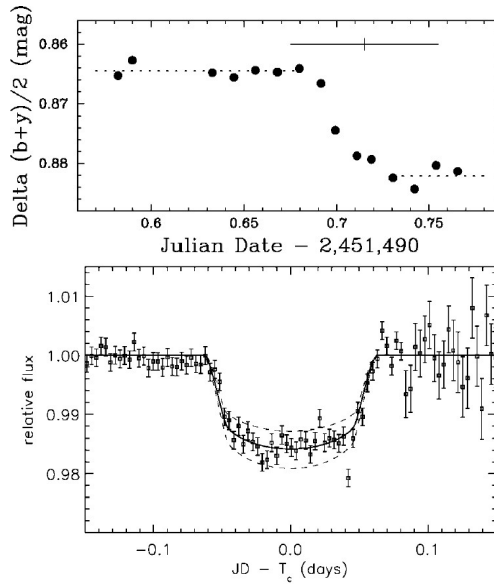


図 3.36: HD209458 の食変光曲線。Henry et al. (2000) と Charbonneau et al. (2000) の結果。

### 3.5 その他のテーマ

他に、TAO の能力を活かした観測テーマとして以下のものが挙げられよう。

#### 3.5.1 銀河中心

天の川銀河の中心は最も近い銀河中心であり、そこには高密度ガスや強い磁場が大量にあり、星形成やブラックホールの活動が相互に作用する複雑な系となっている。これらの構成要素が空間的に分解できる唯一の銀河中心核であることを考えると、そこでの現象を天体物理学的に解明することは特定の 1 天体を観測するという意味を越えて、銀河中心一般への雛型としての意味も持つということができる。

TAO 望遠鏡の建設予定地であるアタカマから見ると、銀河中心は、ほぼ天頂を通るという理想的な観測条件にあり、長時間連続して観測することができる。緯度的にほぼ同等の設置条件である VLT で、近赤外線観測によって、いて座 A\* 周囲を巡る恒星が観測され、いて座 A\* が太陽の 300 万倍の質量を持つブラックホールであることを確定したことは多くの研究者の記憶にあたらしい。



銀河中心は強い星間吸収のために可視光の観測は不可能であり、そこにある恒星については、その分布や運動は赤外線ではしか捕えることができない。この点で、VLT よりも赤外観測性能に優れた TAO 望遠鏡では、この領域のより詳細な情報が得られることが期待される。

また、豊富な星間ガスの運動や物理状態を調べることも重要である。赤外線では多数の電離ガス輝線や分子輝線（例えば、[Ne II]  $12.8\mu\text{m}$ ,  $\text{H}\alpha$   $12.4\mu\text{m}$ ,  $\text{H}_2$   $12.3\mu\text{m}$  など）が観測可能であり、電波観測による分子ガス・磁場の観測や、X 線観測による超高温プラズマと相補的なデータを衛星よりもずっと高い分解能で、かつ、高い強度ダイナミックレンジで観測することができる。これは、銀河中心には多様な天体が多数集中していることを考えると、本質的に重要である。

### 3.5.2 星形成

星形成域の中心部分も星間吸収が激しいため、その様子を捕えるためには赤外線の観測が必要である。銀河系内で最大の恒星が形成されているといわれるエータカーリーナ領域を始め、多くの星形成領域が TAO により観測可能となる。これによって、数値流体シミュレーションによって示されている星形成初期段階に発生する諸現象を観測的に検証することが可能となろう。

また、TAO の広い視野と高い赤外線性能を活かし、深く広い観測を実施することでサンプル数を飛躍的に増大させることで、従来にない精度での初期質量関数を導出できる。これによって、例えば星形成領域ごとの初期質量関数の違いを見いだすことができる可能性があり、集団的な星形成のメカニズムにせまることができよう。

### 3.5.3 低温度星の切れ目のないスペクトルの取得

TAO 望遠鏡では、観測不可能な赤外線域が従来の観測サイトよりも狭いため、連続した波長域に渡って優れた感度が達成できる。これを活用することで、低温度星のスペクトルを大気窓にまたがるような広い波長域に渡って連続観測することで、全体のスペクトルを従来にない高い精度で決定することができる。

### 3.5.4 太陽系外縁天体の搜索

エッジワース・カイパー帯には、すでに多数の小天体が発見されており、これらの分布や性質を調べることは、太陽系の起源を明らかにする上で重要であることはいうまで

もない。その分布は、平均太陽距離 50AU 付近に境界があるとされているが、明るい天体だけが減少しているのか、質量分布が大きく減少しているのかは、観測限界の影響もあり、明確にはなっていない。TAO の優れた赤外線撮像性能を活用することで、このことについて明確な回答が出せることが期待できる。また、エッジワース・カイパー帯天体の鉱物学的性質を知るためには、その反射光の赤外分光観測が必要である。ここでも、TAO の優れた赤外線分光能力が発揮できる。

### 3.6 ALMA との連携

TAO の設置場所や期待される研究テーマを考える上で、国立天文台が欧米と協力して推進している ALMA との連携は特別に検討する必要がある。そこで、ここでは、ALMA 計画の簡単な紹介とともに、それとの連携を考慮した上で重要となる研究テーマについて、一部、既出のものとの重複はあるが、改めてまとめてみることにした。

Atacama Large Millimeter/Submillimeter Array (ALMA) は、日本を含む世界的規模の国際協力によって、アタカマ高地にベースラインアレイ 64 台、ACA 16 台の合計 80 台という規模の超高精度アンテナ群を展開し、ミリ波からサブミリ波に至る波長域で、かつてない高い感度と解像度、および撮像能力を実現する装置計画である。2012 年からの本運用を目指して、北米およびヨーロッパに続き、我が国も平成 16 年度より建設を開始した。

TAO は、この ALMA サイトと同じエリアに設置される、我が国唯一の大型光学赤外線



図 3.37: ALMA の完成予想図。アタカマ砂漠 (標高 5000m) に、高精度なサブミリ波アンテナを合計 80 台展開する。

望遠鏡である。米欧は、それぞれ既に GEMINI/VLT をはじめとする複数の大型光学赤外線望遠鏡を南半球に有しており、それらの観測に基づき ALMA での観測提案を検討・策定するものと予想される。こうした現状を考えると、TAO が、光赤外域における研究ばかりでなく、ALMA によるミリ波サブミリ波帯での観測研究を進める上でも、日本の天文学コミュニティに測り知れない恩恵をもたらすことは疑う余地がないと言える。

TAO が ALMA と連携することの重要性は、3.2.7 節などでも既に触れられているが、以下に、ALMA という装置の特徴と、そこから期待されるであろう TAO との連携の可能性について概観する。

### 3.6.1 ALMA の特徴

ALMA という観測装置の特徴としては、以下の 3 点があげられる。

1. 大集光力：直径 12m の超高精度アンテナがベースラインアレイだけで 64 台ある上に、量子雑音限界に迫る超高感度 SIS 受信機システム、および、最大 8GHz にも及ぶ広い周波数帯域は、ミリ波サブミリ波帯において、かつてない高い感度での観測を可能にする。さらに、日本が建設する ALMA Compact Array (ACA) システムが加わることで、ベースラインアレイだけでは感度が不足する空間周波数成分に対しても十分な感度を達成できる。これによって、総合的な感度は、既存の装置と比較して 2 桁から 3 桁も向上していることになる。
2. 高解像度：アンテナ群を最大 10km という広い領域に渡って展開し、さらに大気による波面の揺らぎを補正するシステム（電波位相補償法）を用いることにより、連続波では最大  $0.''01$  という、ハッブル宇宙望遠鏡をも凌駕する高い角分解能を実現する。輝線観測では、感度による制約があるが、それでも  $0.''1$  程度の解像度による観測が多くの天体で可能になると予想される。角分解能のジャンプは、口径 10m クラスのサブミリ波望遠鏡が主役となっている  $850\mu\text{m}$  帯では 3 桁以上。既に干渉計が稼動しているミリ波帯においても、1 桁から 2 桁の跳躍となる。
3. 高撮像能力：ベースラインアレイだけで 64 台という素子数の多さにより、短時間の観測で十分な Fourier 成分を取得し、極めて高い品位の画像を得ることができる。さらに、ACA システムをあわせることにより、干渉計のアキレス腱である「空間的に広がった構造への感度がない」という弱点を補いつつ、天体の輝度分布を、かつてない精度で忠実に写し撮ることができると期待される。

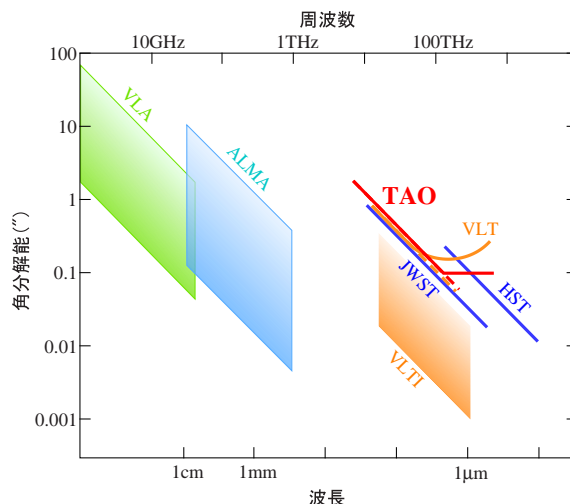


図 3.38: ALMA がカバーする波長域と角分解能の位置づけ。TAO をはじめとする光学赤外線望遠鏡と同等以上の角分解能を、ミリ波サブミリ波領域ではじめて実現できる。

### 3.6.2 TAO と ALMA の連携

#### submm galaxies の可視赤外 follow up 観測

JCTM/SCUBA による、サブミリ波帯における blank field survey によって発見された多数の「サブミリ波銀河」の存在は、宇宙初期において、ダストに深く埋もれた若い星形成銀河が多数存在していることを直接的に示し、銀河の形成と進化を観測的に研究する上で大きなインパクトを与えた (Hughes et al. 1998)。しかしながら、既存のサブミリ波カメラは角分解能に難があり (典型的に  $10''$  かそれ以上で、光学赤外線観測と比較し 1 桁から 2 桁悪い)、その結果、他の波長における観測と比較してその銀河の性質を詳しく調べていくことはなかなか容易ではない (Dunlop et al. 2004)。また、角分解能が悪いことの影響として、観測ビーム内に複数の暗い放射が重畳することで観測の深さが制限される (confusion) ため、遠赤外線光度にして、典型的に  $10^{12} L_{\odot}$  というごく明るい種族しか検出されてこないため、銀河の一般的な性質を明らかにするという視点からは極めて不十分な観測しかできていないのが現状である。

しかし、上記のような特徴を持つ ALMA が本格的に稼働すれば、様相は一変する。角分解能は、 $0.''1$  から  $0.''01$  が達成され、その恩恵として、confusion limit のない、極めて深い撮像が可能となる。この時、極めて多数のサブミリ波銀河が続々と発見されることは間違いない。たとえば、 $\lambda = 850\mu\text{m}$  において ALMA 5 時間積分で達成される感度

( $5\sigma$  で  $40\ \mu\text{Jy}$ ) では、1 平方度あたり  $10^5$  個以上のサブミリ波銀河が検出できることが期待できる。広い領域をカバーするために、積分時間を 3 分程度にした浅いサーベイであっても、1 平方度を掃くことで数 1000 個規模のサブミリ波銀河サンプルが生み出されるであろう。

これらのサブミリ波銀河の素性を探る上で、可視から赤外に至る多色撮像や分光観測により、対応天体を見出して SED の全貌をおさえることができるほか、その redshift を調べることは必要不可欠なステップであるが、我々自身の手でこれを遂行できるのは、TAO をおいて他にない。

### optical/infrared selected galaxies の ISM と star formation の定量

TAO により実行される、近赤外域での、深くて広いサーベイは、活発に星形成をしている遠方の若い銀河を、新たに多数見出すと期待されている。これらの新しく見つかる若い赤外線天体は、ALMA による格好の観測対象となる。若い星からの UV/optical 放射は、その周囲にあるダストに吸収・再放射されるため、より波長の長い領域をカバーする ALMA での follow up 観測を行うことにより、これら若い星形成銀河の SED の全貌をはじめてつかむことができる。

長波長側での観測は、そこに埋もれた星形成を定量するという観点からも重要である。ダストに深く埋もれた銀河においては、可視赤外域で見積もった星形成率が、(減光量を見積もり、それを補正してもなお) 遠赤外線/サブミリ波域の観測から評価した星形成率よりも有意に(極端なケースでは桁で) 食い違うことがある (e.g., Frail et al. 2002)。TAO により遂行される、 $z = 1\text{--}2.5$  での銀河の分光サーベイにより、cosmic star formation density のデータが得られると期待される。このサンプルに基づき、ALMA において星形成率を独立に調べていくことにより、個々の銀河で、星形成におけるダストの影響を多角的に検討できる。これは、真の cosmic star formation history を得る上での重要なステップである。

### quasar/遠方銀河の化学汚染史

Fe/Mg 比を用いてクェーサーにおける星形成史を遡ることは、TAO における最も重要な研究課題の一つである。ALMA による高赤方偏移のクェーサーのダスト観測および分子輝線観測は、その銀河でどの程度重元素汚染が進んでおり、したがっていつ major formation が開始されたかを探る上で独立な手がかりを与えることで、相補的な役割を果たす。既に、既存のミリ波望遠鏡により、 $z = 6.42$  のクェーサーにおけるダスト放射および CO 分子輝線が検出されており (Fan et al. 2003)、 $z > 8$  という時期での重元素汚

### Molecular & atomic lines from mm to infrared wavelengths

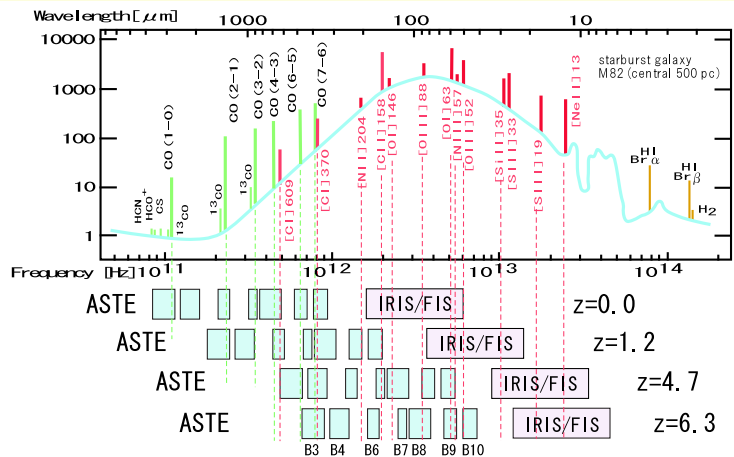


図 3.39: ALMA がカバーする波長域と銀河の SED。TAO では、若い星からの放射や高温ダストからの放射を捕らえる一方、ALMA は、より低温のダストや星間物質 (原子・分子からの放射) を観測する。両者の連携により、遠方にある若い星生成銀河の SED を総合的に描き出すことができる。

染開始時期が示唆されている。しかしながら、現在の観測で検出されるダストや分子輝線は、キューサーの中でも極端に明るい部類のみであり、一般的な性質を示すものと結論づけることはできない。ALMA が稼動すれば、数桁暗いキューサーまでダストや分子ガスを検出することが可能であり、ようやく、可視赤外域と同等の数のサンプルをミリ波サブミリ波でもそろえ、銀河の重元素汚染の様子を複数の波長から多角的に考察できるであろう。

#### 銀河の形態進化史

TAO の補償光学 (AO) による深い近赤外域撮像能力は、個々の銀河の形状や内部構造を識別する上でも大きな威力を発揮する。ALMA では、 $0.''1$  から  $0.''01$  という解像度での ISM の撮像が可能となるため、たとえば  $z \sim 1$  という距離の銀河であっても、近傍銀河で現在観測されているスケール (数 100 pc スケール) まで解像することが可能である。TAO と ALMA による撮像をいろいろな redshift の銀河で進めていくことにより、銀河の内部構造、すなわち、potential と ISM や星形成領域の分布が、どのような赤方偏移まで遡るとどう変化していくのか、絨毯爆撃的に追うことが可能になる。



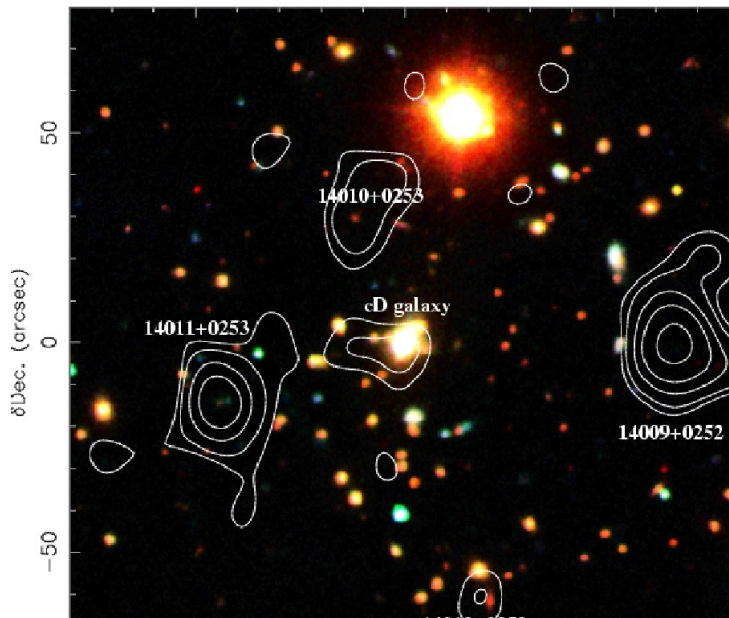


図 3.40: サブミリ波で明るい銀河 (サブミリ銀河) の観測例。可視赤外域でみて赤い銀河が対応していることが多いが、現在の観測装置では角分解能が悪いため、対応天体が同定できないことも多い。ALMA では、この画像より 2 桁から 4 桁程度高い解像度でサブミリ銀河を見つけ出し、それらを TAO によって観測することで、その SED を総合的に描き出し、遠方にある形成途上の銀河の進化を探ることができると期待される。

### 星周円盤の構造解明

TAO 望遠鏡による熱赤外域での星周円盤の観測は、暖かい ( $< 200\text{K}$ ) ダスト円盤からの熱放射を精密に、高解像度で描き出すものであり、星周円盤の探査やその構造の理解に大きな約割を果たす。一方、サブミリ波での観測は、それよりも低温にあるダストをトレースするものであり、その意味で熱赤外観測と相互補完的な関係にある。これまでの観測では熱赤外線、サブミリ波とも空間分解能が不足しており、円盤の詳細な構造を観測から直接探することは難しかった。ALMA はサブミリ波で  $0.''1-0.''01$  という非常に高い空間分解能を有しており、TAO 望遠鏡も熱赤外域で 1 秒角を切る解像度が達成できる。さらに TAO 望遠鏡は地上望遠鏡としてはじめて  $30\ \mu\text{m}$  帯での観測が可能な望遠鏡であり、従来にない高解像度 ( $\sim 2''$ ) の  $30\ \mu\text{m}$  画像も取得可能となる。したがって、TAO と ALMA を組み合わせた観測は、円盤の構造を詳細に調べる上で高い相乗効果を生むものと言える。



また、TAO 望遠鏡は ALMA の観測ターゲット選定にも多いに役立つものである。TAO で計画している星周円盤のサーベイは、これまでとは違う高解像度を切口に星周円盤を捜査するものであり、このサーベイで見つかった星周円盤は ALMA の高解像度を活かした観測のターゲットとしてふさわしい。ALMA のような多岐に渡る研究を行う望遠鏡に置いては、興味深い観測ターゲットをどれだけたくさん用意できるかが、観測成果を高める鍵となる。その意味でも、TAO 望遠鏡の果たすべき役割は大きい。

### 星間ダストの進化の解明

星間空間および分子雲中でのダストの研究は、ダスト自身の進化を知る上でも、また複雑な分子の生成過程を考える上でも興味深い課題であり、ALMA での主たる研究主題のひとつである。ミリ波サブミリ波でのダストの観測では、その総量やサイズ分布などを知ることができるが、その組成や構造に制限を与えることは難しく、物質的な観点からダストを同定することはできない。これに対して、熱赤外域はダストの放射/吸収スペクトル構造が数多く存在する波長帯であり、物質を同定するのに欠かせない波長である。さらに熱赤外観測はミリ波サブミリ波に比べるとより温度が高いダストを選択的に捕らえるので、両者を比較することでダスト温度についての情報も得られることになる。したがって、熱赤外観測とミリ波サブミリ波観測の組み合わせは、星間ダストの総合的な理解には不可欠なものであり、TAO と ALMA が協力すれば大きな相乗効果を挙げることができる。

## 関連図書

- Allonso R., et al., 2004, ApJ, 613, L153
- Ascasibar Y., Yepes G., Gottlöber S., Müller V., 2002, A&A, 387, 396
- Bowey J. E., Adamson A. J., Whittet D. C. B., 1998, MNRAS, 298, 131
- Brinchmann J., Ellis R. S., 2000, ApJ, 536, L77
- Castellano T., Jenkins J., Trilling D. E., Doyle L., Koch D., 2000, ApJ 532, L51
- Charbonneau D., Brown T. M., Latham D. W., Mayor M., 2000, ApJ 529, L45
- Close L. M., Biller B., Hoffmann W. F., Hinz P. M., Biegler J. H., Wildi F., Lloyd-Hart M., Brusa G., Fisher D., Miller D., Angel R., 2003, ApJ, 598, L35
- Denicolo G., Terlevich R., Terlevich E., 2002, MNRAS, 330, 69
- Dunlop J. S., et al., 2004, MNRAS, 350, 769
- Dwek E., 1998, ApJ, 501, 643
- Fan X., Strauss M, Richards G., Gunn J., Lupton R., Schneider D., Pentericci L., Rix H., Rix H., 2003, in “AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey” ASP Conference Series, 311, 431
- Frail D. A., 2002, ApJ, 565, 829
- Gallego J., Zamorano J., Aragón-Salamanca A., Rego M., 1995 ApJ, 455, L1
- Glazebrook K., Blake C., Economou F., Lilly S., Colless M., 1999, MNRAS, 306, 843
- Greaves J. S., et al. 1998, ApJ, 506, L133
- Henry G. W., Marcy G. W., Butler R. P., Vogt S. S., 2000, ApJ 529, L41

Hopkins A. M., Connolly A. J., Szalay A. S., 2000, *AJ*, 120, 2843

Hughes D. H., et al., 1998, *Nat*, 394, 241

Jayawardhana R., et al. 1998, *ApJ*, 503, L79

Jha S., Charbonneau D., Garnavich P. M., Sullivan D. J., Sullivan T., Bronw T. M., Tonry J. L., 2000, *ApJ*, 540, L45

Kodaira K., et al., 2003, *ApJ*, 558, L83

Kandori R., Dobashi K., Uehara H., Sato F., Yanagisawa K., 2003, *AJ*, 126, 1888

Kauffmann G., Charlot S., 1998, *MNRAS*, 297, L23

Kawara K., Murayama T., Taniguchi Y., Arimoto N., 1996, *ApJ*, 470, L85.

Kennicutt R., 1983, *ApJ*, 272, 54

Kodaira K., et al., 2003, *PASJ*, 55, L17

Koerner D. W., et al. 1998, *ApJ*, 503, L83

Lidman C., et al., 2005, *A&A*, 430, 843

Madau P., et al., 1996, *MNRAS*, 283, 1388

Maihara T., et al. 2001, *PASJ*, 53, 25

Mandel K., Agol E., 2002, *ApJ*, 580, L171

McGaugh S. S., 1991, *ApJ*, 380, 140

Minezaki T., et al., 2004, *ApJ*, 600, L35

Minowa Y., et al., 2005, *ApJ*, in press

Minowa Y., et al., 2005, in preparation

Nagashima M., Yoshii Y., 2004, *ApJ* 610, 23

Nagashima M., Yahagi H., Enoki M., Yoshii Y., Gouda N., 2005, *ApJ*, in press

Ouchi M., et al., 2001, *ApJ*, 558, L83

Ouchi M., et al., 2003, ApJ, 582, 60

Pagel B. E. J., et al., 1979, MNRAS, 189,95

Perlmutter S., et al., 1999, ApJ, 517, 565

Pettini M., et al., 1998, ApJ, 508, 539

Riess A. G., et al., 2004, ApJ, 607, 665

Sato B., et al., 2003, ApJ, 597, L157

Schmidt B. P., et al., 1998, ApJ, 507, 46

Spangler C., et al. 2001, ApJ, 555, 932

Steidel C. C., Adelberber K. L., Giavalisco M., Dickinson M., Pettini M., 1999, ApJ, 519, 1

Suganuma M., et al. 2004, ApJ, 612, L113

Takami H., Takato N., Hayano Y., Iye M., Oya S., Kamata Y., Kanzawa T., Minowa Y., Otsubo M., Nakashima K., Gaessler W., Saint-Jacques D., 2004, PASJ, 56, 225

Teplitz H., Mclean I., Becklin E., Figer D., Gilbert A., Graham J., Larkin J., Levenson N., Wilcox M., 2000, ApJ, 533, L65

Totani T., Yoshii Y., Iwamuro F., Maihara T., Motohara K., 2001a, ApJ, 550, L137

Totani T., Yoshii Y., Iwamuro F., Maihara T., Motohara K., 2001b, ApJ, 558, L87

Totani T., Takeuchi, T. T., 2002, ApJ, 570, 470

Tresse L., Maddox S., 1998, ApJ, 495, 691

Tsuzuki Y., 2004, PhD Thesis, University of Tokyo

Wahhaj Z., Koerner D. W., Ressler M. E., Werner M. W., Backman D. E., Sargent A. I., 2003, ApJ, 584, L27

Yasuda N., et al., 2004, AAS

Yamashita T., Handa T., Omodata T., Kitamura Y., Kawazoe E., Hayashi S., S.,  
Kaifu N., 1992, ApJ, 402, L65

Yoshii Y., 2002, in “New Trends in Theoretical and Observational Cosmology”,  
eds. K. Sato & T. Shiromizu (Universal Academy, Tokyo) p.235

Yoshii Y., Tsujimoto T., Kawara K., 1998, ApJ, 507, L113

Zuckerman B., Song I., Webb R. A., 2001, ApJ, 559, 388

土居守, 2004, 「宇宙を見る新しい目」日本物理学会編, 日本評論社



図 3.41: チャナントール山麓から見上げた山頂。手前に白く見えるのは硫黄。