

# スペクトロ・アストロメトリー —ミリ秒角の光学赤外線天文学

高見道弘

〈国立天文台ハワイ観測所 650 North A'ohoku Place, Hilo, H I96720, USA〉

e-mail: mtakami@subaru.naoj.org

星，銀河，原始惑星系円盤などの理解は望遠鏡の角分解能の向上とともに歩んできた。最近では VLTi 干渉計やケック干渉計など 8-10 m 望遠鏡による赤外干渉計が稼動を始め，電波天文学だけでなく光赤外天文学のフロンティアもミリ秒角へと移り始めている。ここでは、「スペクトロ・アストロメトリー」と呼ばれるわれわれのアプローチとこれまでの成果，そして将来のマイクロ秒角の観測天文学のアイデアを紹介する。

## 1. より高い角分解能を求めて

1980年代まで，地上の光学赤外線望遠鏡の角分解能は大気ゆらぎによる像のボケにより制限されてきた。このボケをシーイングという。シーイングの大きさは望遠鏡の立地条件に大きく左右されるので，天文学者たちはより観測に適したサイトを求め，その結果ハワイやチリに多数の望遠鏡が建設されてきた。けれども達成できる直接角分解能は 0.5-1.0 秒角程度，本当に気象条件のいいときでもせいぜい 0.3 秒角程度だった。

1990年代に入り，この状況は大きく改善される。大気ゆらぎのない宇宙にハッブル宇宙望遠鏡が打ち上げられ，0.1 秒角程度の角分解能で目の覚めるような画像を地上に送り始めた。次いで，大気ゆらぎを補正するための能動補償光学の技術が確立し，地上の近赤外観測でも同程度の角分解能が得られるようになった。より高い角分解能，より良い画質を求めて今日も各国の研究者たちが努力している。けれども望遠鏡 1 台による観測の場合，約 0.1 秒角という今の角分解能がドラマティックに改善される日は遠そうだ。

では，この角分解能で天文学者たちは本当に満足だろうか？ 答えはもちろんノー。10 倍，あるいは 100 倍分解能が上げれば，星や銀河に対する理解がさらに深まることは間違いない。特に星形成や惑星系形成の分野では，角分解能の向上により大きな発展が期待できる。いくつかのテーマに絞ってもう少し詳しく説明してみよう。

### (1) ふたごの星はなぜできる？

日本人の場合，ふたごが生まれる確率は 160 分の 1 くらいだそうだし<sup>1)</sup>。けれども，太陽程度の重さの星は実に半分程度がふたご（連星）として生まれる<sup>2)</sup>。なぜ，そんなにたくさんのふたごが生まれるのだろうか？ 分子ガスのコアが重力収縮して星になるとき，うまいこと分裂して二つずつになると考える研究者が多いが，詳しいことはよくわかっていない。ほかに，別々に生まれた星が重力捕獲によって連星系になるという人，あるいは若い星のガス円盤の中で惑星と似たような感じで別の星が生まれるという人もいる。ちなみに人間のふたごと同じで，星のふたごが生まれる確率も生まれる場所によって違うようだ<sup>3)</sup>。なぜそうなのかはもちろんわかっていない。

このようなことを理解するためにはもちろん、生まれつつある星を観測しなければならない。けれども、このような星（原始星）たちは地球から最も近いものでも 400 光年も離れている。これだけ遠いと、ハッブル宇宙望遠鏡や能動補償光学を用いても、ふたごの半数程度かそれ以下しか空間分解して見えないようだ<sup>4)</sup>。

**(2) 若い星からはなぜジェットが吹くのか？**

可視光や近赤外線で原始星の方を観測すると、そこからしばしば美しいジェットが吹いているのが見える。ジェットの速度は、速いもので数百キロ毎秒とかなり高速だ。一方で電波では、これらに似た双極分子アウトフローと呼ばれるものが多数見つかっている。どういうメカニズムでフローが加速しているのかは、磁場が重要な役割を果たしているようだという以上にはあまりよくわかっていない。

けれども、ジェットやアウトフローはどうやら星が生まれるにあたって非常に大事な役割を果たしているらしいことはわかっている。星は分子ガスのコアが重力収縮して生まれるが、このガスはあらかじめ非常にゆっくり回転している。星の方に落ちていくに従ってこの回転はどんどん速くなり、その結果遠心力がガスの降着をはばむ。この遠心力のもととなる物理量（角運動量）をジェットやアウトフローが抜くことで初めて、中心にガスが落ちこんで星になることができるらしいのだ<sup>5-7)</sup>。だとすれば、星の生まれるプロセスを理解するにあたって、ジェットやアウトフローの理解はたいへん重要だ。

ジェットやアウトフローの加速エンジンは原始星から数天文単位以内にあることがわかりつつある。加速エンジンの中のガスの運動を見ることができれば、そのメカニズムを決定的に理解することができるのだけれど、先にも書いたようにこれらの星は地球から遠い。エンジンの中をよく見ようと思えば、やはりハッブル宇宙望遠鏡や現在の能動補償光学が達成している空間分解能の 10 倍

以上が必要だ。

**(3) 惑星系はどうやって生まれるか？**

いうまでもなく、天文学者たちに託されているもっとも大きな問いのうちの一つだ。星の視線速度の精密な測定によって、ここ 10 年の間に 100 を超える太陽系外惑星が発見され<sup>8)</sup>、惑星系というものが至る所に存在するらしいことはわかってきた。惑星のみならずとなる原始惑星系円盤や、そのなれの果てとも言える残骸の円盤も多数見つかかり、さまざまな手法で観測されている<sup>9)</sup>。

惑星がどのように生まれるか、理解するうえで、若い星の周りの原始惑星系円盤の観測は重要だ。特に、年齢が数百万年程度の低質量星（T タウリ型星）の周りでは惑星が形成され始め、それによって円盤の構造が変化しているようだということが言われている<sup>10)</sup>。ご存知のように、太陽と地球との距離は 1 AU。太陽と、太陽系で最も重い惑星である木星との距離が約 5 AU。原始惑星系の中のこのような構造を直接見たければ、やはり 10 ミリ秒角程度かそれ以上の角分解能がほしいということになる。

電波天文学の分野では、干渉計という技術によってミリ秒角の角分解能の観測が進められている。2 台以上の望遠鏡で受けた電波を干渉させて、1 台の望遠鏡ではできない高い角分解能を達成するというものだ。しかし、その結果、上に書いたようなことが理解されているかと言えばそうではない。光や赤外線が、星や、暖かなガスや塵の観測に適しているのに対し、電波では主に星や惑星の材料となる冷たいガスが見えるのだ。一方で、この干渉計技術を光赤外域へと展開することも試みられている。特に欧米では VLTi 干渉計やケック干渉計など、ハワイのすばる望遠鏡と同様の大きさの望遠鏡を 2-4 台使った干渉計が成果を出し始めている<sup>11)</sup>。しかし、光赤外の干渉計は技術的に困難で、観測できる若い星の数は今のところ非常に限られている。

では、若い星の周りのミリ秒角スケールの構造を徹底的に調べるのは当分あきらめなければならぬのだろうか？ 必ずしもそうではない。ここで、われわれのちょっと変わったアプローチを紹介しよう。

## 2. スペクトロ・アストロメトリの原理

この手法の原理は、光赤外の分光の経験のない人たちにはちょっと理解しづらいかもしれない。なるべくわかりやすく書くように努力したつもりだが、舌足らずな部分があったら許してほしい。

まず、長スリット分光器で天体のスペクトルを観測する。その結果、図1aのような絵がCCD（または赤外2次元アレイ検出器）の上に現れる。シーイングよりもさらに広がった構造がこの時点で見えてしまうこともあるけれど、ここで興味があるのはシーイング以外何も構造が見えない場合

だ。シーイングの強度分布は、数学でよく出てくるガウシアンに似ている。そこで、ガウシアンフィットなどの手法で検出器上のシーイング位置を各波長で精密に測定する。すると、図1bに示すようなシーイング位置（あるいは光度重心）のスペクトルができる。

天体のスペクトルには、さまざまな元素を含むガスにより輝線や吸収線が見られることが多い。この輝線や吸収線の波長で、周りの波長（連続放射成分の波長）に対して非対称な構造があると、その位置は周りの位置に対してわずかにずれる。どんな場合にこのようなずれが現れるのか、前主系列の連星系を例にとってもう少し詳しく説明しよう（図2）。前主系列星もおそらく半数かそれ以上が連星系と考えられているが、その離角はシーイングに比べて小さいことが多く、ぱっと見にはあるのかないかよくわからない。けれども、これらの星はしばしば明るいH $\alpha$ 放射を伴い、主星

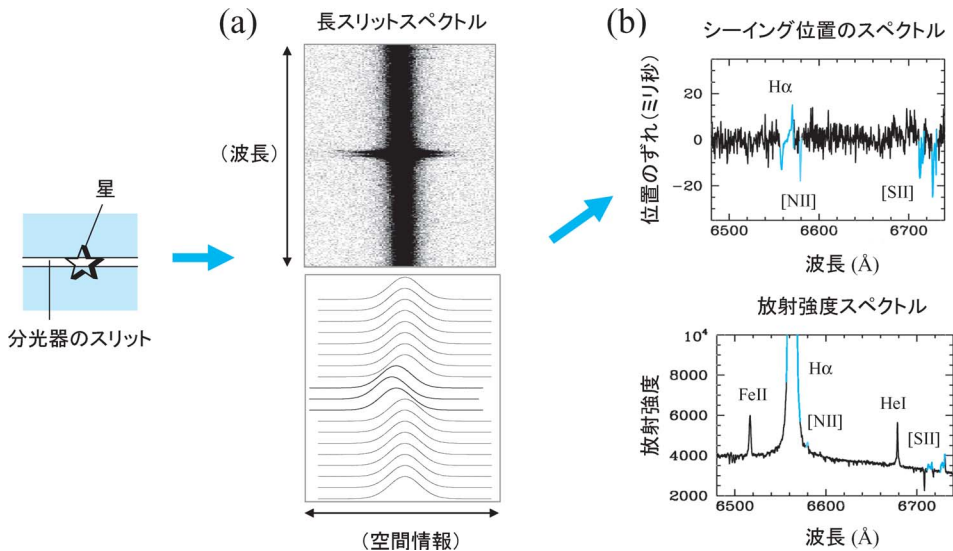


図1 スペクトロ・アストロメトリの概念図。まず、長スリット分光器で星のスペクトルを観測する。すると、検出器の上に (a) 上図のような画像が得られる。縦軸方向が波長の情報。横軸方向は空間分布。天体の空間分布が非常に小さい場合は、シーイングの分布が見える。各波長のシーイング分布をガウシアン関数フィットしてその中心を求めると、(b) 上図のようなシーイング位置のスペクトルができる。(b) 下図は同じ波長帯の放射強度スペクトル。連星やジェットのため、輝線や吸収線内の光度分布が連続放射成分に対して非対称な場合、その波長でシーイング位置のずれが観測される。

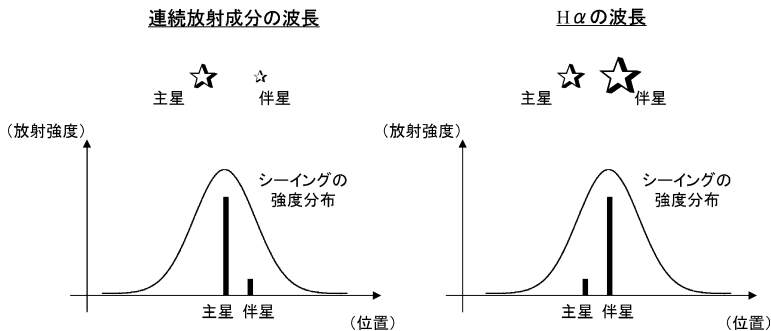


図2 前主系列星の連星系の場合に期待できるシーイング位置のずれの例. 連続放射成分で主星が伴星に比べて非常に明るい場合, シーイング位置は主星の辺りになる. 一方, H $\alpha$  放射が伴星の方で非常に明るい, その波長のシーイング位置は伴星の辺りになる.

と伴星とで明るさが異なる. 最も極端な場合—連続放射成分は主星の方が非常に明るく, H $\alpha$  放射は伴星の方で一番明るい場合について考えてみよう. 連続放射成分の光度重心は主星の辺りに, H $\alpha$  放射の光度重心は伴星の辺りになる. その結果, H $\alpha$  放射のシーイングの位置が連続放射成分に対してずれて見えるわけだ. 同じ原理で, 星から噴き出すジェットの間スケールを調べることもできる. この場合, 連続放射成分は星から, 輝線はジェットからというふうに放射の起源がきれいに分かれる.

この方法のいいところは, 構造の検出精度がシーイングや望遠鏡の回折限界に影響されないことだ. より長い時間露光することで, 検出精度は原理的には無限に大きくなっていく. もちろん, 大望遠鏡を使えば短時間でより多くの光を受けられるから, 構造の検出精度をより効率的に上げることができる.

このようなコンセプトは 1980 年頃にはすでに出されていた<sup>12)</sup>. 主系列星の連星系ではそれぞれの星の色がたい違いがあるので, 上と同様の原理で赤い光と青い光のシーイング位置も微妙にずれて見えるはずだ. そんな考えのもと, 特殊な装置を使って角距離の非常に小さな連星系も検出された<sup>13)</sup>. オーストラリアのある研究者は, 輝線や吸収線だけに着目すればどここの観測所にもあるよ

うな分光器で同じことができるのに気づいた. 彼はこの手法でミリ秒角精度の空間情報が得られることを示し, 前主系列星, 晩期型星, そして活動銀河核の観測結果を論文にまとめ, 1998 年に出版した<sup>14), 15)</sup>. 筆者はその翌年に彼, Jeremy Bailey を紹介され, 彼のプロジェクトを引きつぐ形で一緒に研究を始めた.

### 3. RU Lupi の星周構造—円盤の穴を通してジェットが見える!

南天に輝く活発な若い星, RU Lupi の話をしよう. けれどもその前に, 同種の星 (低質量前主系列星, または T タウリ型星) の可視輝線についてのこれまで理解されていることを簡単にまとめた. 図 1 にも見られるように, T タウリ型星のスペクトルにはさまざまな元素からの輝線放射が見られる. 1980 年代から 1990 年代の始めまで, これらの輝線放射は星のごく近傍のウィンドから放射されていると考えられていた. しかし現在, H $\alpha$  輝線など「許容線」と呼ばれる輝線については, 星周円盤の内縁から星へと落ちる降着流から放射されるという考えが優勢だ<sup>16)</sup>. 一方で, 「禁制線」と呼ばれる物理的性質の異なる輝線については, 星近傍の 10-100 AU スケールのジェットやウィンドから放射されていることがわかりつつある<sup>17)</sup>. 参考のため, T タウリ型星の星周構造のス

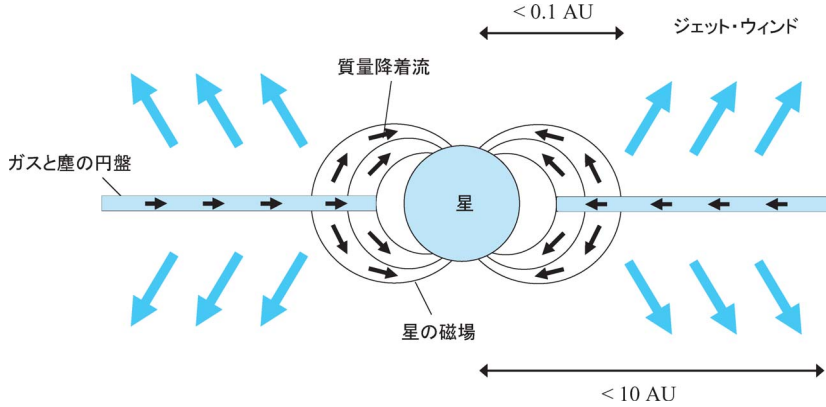


図3 若い低質量星，Tタウリ型星の星周構造. 若い星や生まれかけの星はしばしばガスと塵の円盤を伴い，図は円盤を横から見た感じになっている．円盤の中で星の中心近くまで降着したガスは，円盤の内縁から星の磁場をつたって星に落ち込むと考えられている．若い星にしばしば見られるジェットやウィンドは，星周円盤の10 AU以内のところから吹いていると考えられているが，詳しい場所はよくわかっていない．

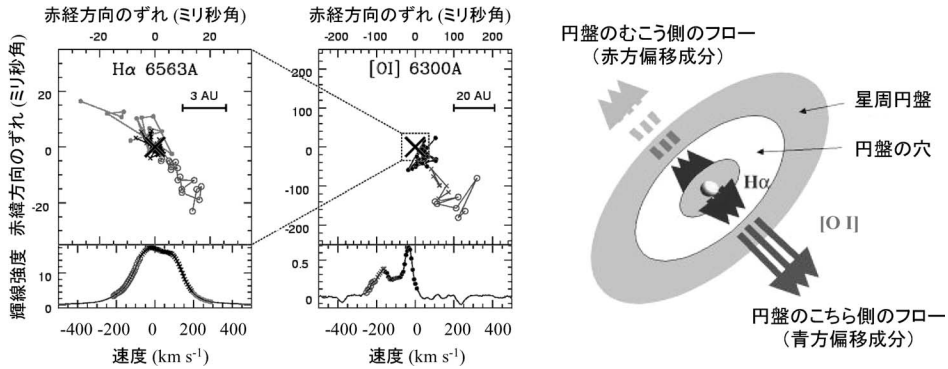


図4 左: Tタウリ型星 RU Lupi で観測された，Hアルファ輝線 ( $H\alpha$ ) と酸素禁制線 ( $[OI]$ ) の位置のずれ<sup>18)</sup>．中心から右下方方向(南西)に延びているのがジェットまたはウィンドの青方偏移成分．左上方向(東北)に延びているのが赤方偏移成分．下方にプロットしてあるのはそれぞれの輝線の速度プロフィールで，この中の1点1点が上図の1点1点に対応している． $[OI]$ の赤方偏移成分が見えないのは，そのフロー成分が星周円盤の向こう側にあるからだと考えられる．それより内側の $H\alpha$ 放射で赤方偏移成分が見えているのは，円盤に右図のような穴が開いていると考えることで説明できる．

ケッチを図3に示す．

さて，スペクトロ・アストロメトリーによるRU Lupiの観測結果を図4に示す．星に対して東西方向と南北方向にスリットをあててそれぞれスペクトルを取得することで，星の位置に対する空間2次元の位置のずれを各速度成分について示している． $H\alpha$ 輝線放射は図3左のプロットの中で，青方偏移成分が南西へ，赤方偏移成分が東北へ，それぞれ20-30ミリ秒角のスケールでずれてい

る．空間スケールに換算すると3 AU程度だ．

この観測結果を，ジェットやウィンドから放射される酸素禁制線 ( $[OI]$ ) のものと比較しよう．この輝線は他のTタウリ型星と同様，20-30 AU程度の空間スケールを示している．青方偏移成分しか見えないのは他の多くのTタウリ型星と同じだ．これは，星からこちら側に向かって吹くフロー成分のみが見え，向こう側に吹くフロー成分は塵をたくさん含む星周円盤に隠されて見えない



からだと考えられている。

図4からわかるように、 $H\alpha$  放射の青方偏移成分と [OI] 放射は同じ方向にずれている。このことから、予想に反しこの天体の  $H\alpha$  輝線はジェットまたはウィンドから放射されていることがわかる。加速エンジン付近のフロー加熱と、星周円盤の構造についてさらに深く議論してみよう。

### 3.1 加速エンジン付近のフロー加熱

先にも書いたように、ジェットやウィンドの加速メカニズムを理解するためにはその加速エンジンを観測したい。しかし、この領域の力学構造を直接空間分解するのは難しい。そこで、この領域から放射されるとみられる輝線の速度プロファイルを観測し、モデルと比較することで加速メカニズムを検証しようとする人たちがいる<sup>19)</sup>。

が、このアプローチにも問題がある。ジェットやウィンドからの可視赤外輝線は、ガスが数千度から1万度程度まで加熱されることで初めて観測される。この加熱のメカニズムが、星から10 AU以内のところではあまりよくわかっていないのだ。モデルを作るとき違う加熱メカニズムを仮定すれば、加速エンジンの中の温度構造も計算される輝線の速度プロファイルも違ってくる。だからモデルと観測結果がうまく合わなくても、仮定した加速メカニズムがおかしいのか、それとも仮定した加熱メカニズムがおかしいのかすぐにはわからないのだ。逆に加熱メカニズムがわかれば、このようなアプローチがたいへん有効になる可能性がある。

図3を見ると、 $H\alpha$  輝線は [OI] 輝線より星に近い領域から放射されている。このことは、RU Lupi のフローは星に近い部分でより高温なことを示している。しかも輝線の速度プロファイルを見ると速度ゼロからジェットの数km/sまで放射が滑らかに分布しているので、どうやら加速領域の中でガスは連続的に暖められているようだ。これらの結果は、これまで提案されているいくつかの加熱メカニズムのうち (1) 星からの X 線による加

熱、または (2) MHD 波の減衰による加熱のいずれかで説明ができる。

### 3.2 星周円盤の構造

先に書いたように、[OI] 輝線で見えるジェットは青方偏移成分しか見えず、赤方偏移成分は星周円盤に隠されて見えないと考えられている。一方で [OI] に比べ星の近傍に分布している  $H\alpha$  輝線は、青方偏移成分と赤方偏移成分の両方が見られる。なぜ、 $H\alpha$  の赤方偏移成分は円盤に隠されないのだろうか？ このことは、図4右に示してあるように、円盤に5 AU程度の穴が開いていて、その穴を通して  $H\alpha$  の赤方偏移成分を見ていると考えることで説明ができる。

円盤の中のこのような穴は、まさしく理論家たちが惑星系形成の副産物として予測してきたものだ。木星のようなガス惑星ができると、ディスクと惑星の間で潮汐作用が起これ、惑星軌道の内側の物質の降着が加速して、その結果ディスクにギャップや穴ができるという<sup>20)</sup>。もしこのような穴がある場合、中間赤外域(10–20 ミクロン)の放射がその分少なく見えるはずだということ、赤外線から電波にかけての広帯域の放射エネルギー分布の観測がこれまで盛んに行われてきた<sup>10)</sup>。一方で、たとえ円盤に穴が開いていなくても似たような放射エネルギー分布が観測されるはずだという指摘もなされてきた<sup>21)</sup>。早い話、円盤の温度構造、塵の大きさ、組成などがあまりよくわかっていないので、赤外-電波の放射エネルギー分布だけでは「この天体の星周円盤には穴が開いている」と断言することはできないのだ。参考までに、RU Lupi の赤外放射エネルギー分布を図5に示す。10–20 ミクロン付近の赤外線の放射が確かに弱い。この図だけから「円盤に穴が開いている」ということはできないけれど、スペクトロ・アストロメトリーの結果と総合すれば、やはり円盤に穴が存在するといえそうだ。

われわれの結果が示唆している穴の大きさは、惑星ができやすいと予測されている半径とおおむ

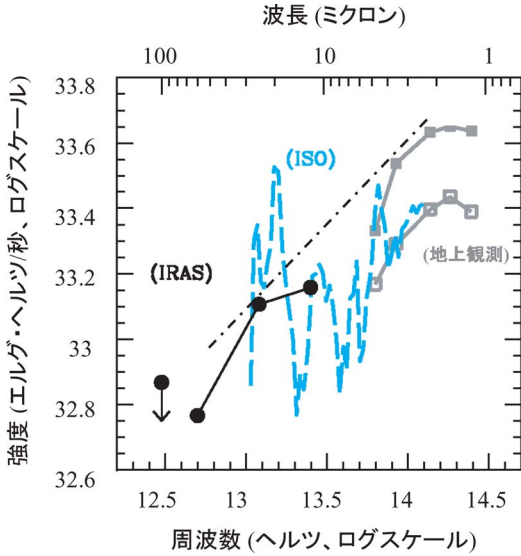


図5 RU Lupi の赤外放射エネルギー分布<sup>18)</sup>. 黒と青はそれぞれ赤外天文衛星 IRAS と ISO によるもの. 灰色は地上観測によるもので, 変光することから別々の日の観測結果を示している. 10 ミクロン付近にへこみがあり, 星周円盤の中に AU スケールの穴が開いていると考えることで説明できる.

ね対応している. ただ, 木星ができるのにかかる年齢は 5 百万年前後と考えられている<sup>22)</sup>のに対し, この天体の年齢は約 2 百万年ともう少し若い. この食い違いは, RU Lupi の原始惑星系円盤がわれわれの太陽系の昔の姿に比べてもう少し重く, ガス惑星がより短いタイムスケールで形成されたと考えることで説明ができる. ただ残念なことに, ほかの説明もできる. 別に惑星がなくても, 連星系と円盤の相互作用でも似たような穴が開くと予測されているのだ<sup>23)</sup>. ハッブル宇宙望遠鏡やスペクトロ・アストロメトリーなどによるこれまでの観測では, 連星系は検出されていない. ただ, 角距離が 10 ミリ秒角より小さい連星系がある可能性は今のところ否定できず, 円盤の穴が連星系によるものでないことを示すためにはさらに観測を進めなければならない.

#### 4. その他の結果と今後の展開— マイクロ秒角の天文学をめざして

オーストラリア, カナリア諸島, チリにある 4 m クラスの望遠鏡でこれまで約 80 天体を観測した. Bailey と筆者とで約 40 天体分を論文として出版し<sup>15), 18), 24)</sup>, 残りはイギリスの大学院生が解

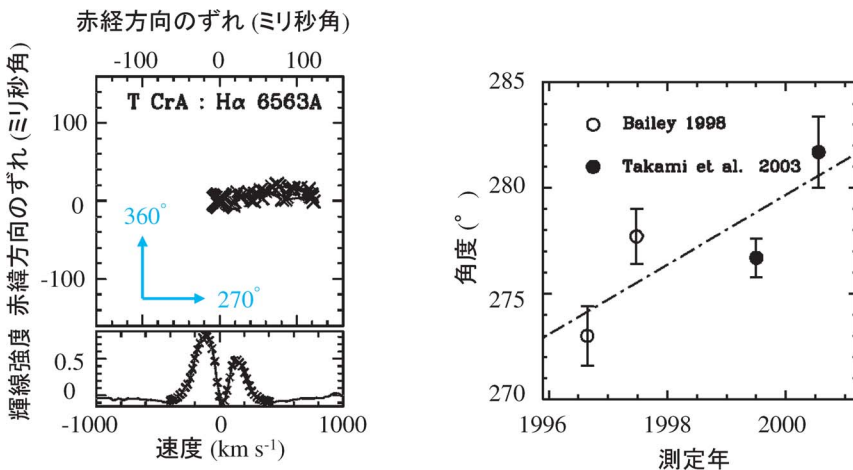


図6 左: 前主系列星 T CrA で観測された H $\alpha$  輝線の位置のずれ<sup>24)</sup>. 連星系によるものと考えられる. 右: H $\alpha$  輝線のずれの角度の時間変化<sup>24)</sup>. 主星の質量が 0.2 太陽質量よりも大きいことを示唆している.

析を進めている。

RU Lupi のものとよく似た H $\alpha$  双極ジェットは、その後もう 1 天体で見つかった。一方で、H $\alpha$  で青方偏移成分のジェットのみが見られる天体もこれまで二つ見つかっている。ただ、すべての T タウリ型星の H $\alpha$  輝線がジェットやウィンドによるものではなさそうだ。実際、ディスクの内縁から星への降着流のモデルは多くの T タウリ型星の H $\alpha$  速度プロファイルをよく説明できている<sup>16)</sup>。ジェットやウィンドからの H $\alpha$  放射が見られるのは、ごく一部の非常に活発な T タウリ型星に限られるようだ。

これらに加え、これまで知られていなかった連星系がいくつか見つかかり、そのうち一つでは軌道運動と見られる角運動も観測された (図 6)。H $\alpha$  輝線の位置のずれは、連星系の距離だけでなくそれぞれの星のスペクトルにもよる。すでに知られている連星系を観測することにより、現在のデータセットについては角距離の平均検出限界が 30 ミリ秒角程度、ベストのもので 10 ミリ秒角程度なことがわかった。条件のいい観測サイトでそれぞれの星を丁寧に観測すれば、それぞれの星について 10 ミリ秒角の検出精度は十分に達成できそうなので、この手法で若い星のふたごの人口調査を本格的に行おうとしている。

さて、これまでの観測は望遠鏡の直接角分解能がシーイングで決まる条件で行ってきた。それでは、冒頭に書いた能動補償光学や干渉計技術と、スペクトロ・アストロメトリーを組合せるとどうなるだろう？ Bailey が論文で指摘しているように、構造の検出限界は飛躍的に向上する<sup>14)</sup>。マイクロ秒角の観測天文学を始められる日もそう遠くはないかもしれない。能動補償光学や干渉計は今のところ赤外域の観測が主流だ。このため、こちらも前準備としてすばる望遠鏡で赤外のスペクトロ・アストロメトリー観測を始めているところだ<sup>25)</sup>。

## 謝 辞

この記事は、在英中に書いた 2 本の論文<sup>19), 25)</sup>を中心にまとめました。主に Jeremy Bailey 氏 (AAO/Macquarie 大) と Antonio Chrysostomou 氏 (Hertfordshire 大) との共同研究です。彼ら二人とともに、研究を積極的にサポートして下さった Jim Hough 教授 (Hertfordshire 大)、Tom Ray 教授 (Dublin 高等科学研究所)、そしてイギリスのポストクの職を紹介して下さった田村元秀助教授 (国立天文台) に深く感謝します。併せて、日ごろお世話になっている他の共同研究者たちや、在英生活を支えてくれた多くの友人たちにここで感謝のこたばを述べたいと思います。

## 参 考 文 献

- 1) <http://www.twins.gr.jp/JSTS/kaisetsu.html>
- 2) Duquenois A., Mayor M., 1991, A&A 248, 485
- 3) Mathieu R. D., et al., 2000, Protostars & Planets IV, ed. Mannings V., Boss A., S. S. Russell (The University of Arizona Press) p. 703
- 4) Leinert C., et al., 1993, A&A 278, 129
- 5) Konigl A., Pudritz R. E., 2000, Protostars and Planets IV, ed. Mannings V., Boss A., S. S. Russell (The University of Arizona Press) p. 759
- 6) Shu F. H., et al., 2000, Protostars and Planets IV, ed. Mannings V., Boss A., S. S. Russell (The University of Arizona Press) p. 789
- 7) Bacciotti F., et al., 2002, ApJ 576, 222
- 8) Marcy G. W., et al., 2005, ApJ 619, 570
- 9) Fukagawa M., et al., 2004, ApJ 605, L53; Itoh Y., et al., 2003, PASJ 55, L77
- 10) Strom K., et al., 1989, AJ 97, 1451; Calvet N., et al., 2002, ApJ 568, 1008
- 11) Leinert C., et al., 2004, A&A 423, 537; Monnier J. D., et al., 2005, ApJ 624, 832
- 12) Beckers J., 1982, Opt. Acta 29, 361
- 13) Srokin L. Y., Tokovinin A., 1985, Sov. Astron. Lett. 11, 226
- 14) Bailey J. A., 1998, Proc. SPIE 3355, 932
- 15) Bailey J. A., 1998, MNRAS 301, 161
- 16) Muzerolle J., et al., 2001, ApJ 550, 944
- 17) Eisloffel J., et al., 2000, Protostars and Planets IV, ed. Mannings V., Boss A., S. S. Russell (The University of



Arizona Press) p. 815  
 18) Takami M., et al., 2001, MNRAS 323, 177  
 19) Cabrit S., et al., 1999, A&A 343, L61; Garcia P. J. V., et al., 2001, A&A 307, 609  
 20) Takeuchi T., et al., 1996, ApJ 460, 832  
 21) Boss A. P., Yorke H. W., 1996, ApJ 469, 366  
 22) Pollack J. B., et al., 1996, Icarus 124, 62  
 23) Lubow S. H., Artimowicz P., 2000, Protostars and Planets IV, ed. Mannings V., Boss A., S. S. Russell (The University of Arizona Press) p. 731  
 24) Takami M., et al., 2003, A&A 397, 675  
 25) Takami M., et al., 2002, ApJ 568, L53; Takami M., et al., 2004, A&A 416, 213

**Exploring Milliarcsec-Scale Structures Using Spectro-Astrometry**

**Michihiro TAKAMI**

*Subaru Telescope, National Astronomical Observatory*

Abstract: Observations with high-angular resolutions have always provided exciting results to understand stars, galaxies, proto-planetary disks etc. Interferometers such as VLTI and Keck have begun to explore milli-arcsec structures at optical-IR wavelengths in addition to radio wavelengths. We have used another approach—namely “Spectro-astrometry”—to explore milliarcsec-scale structures. In this article I review its concept, our results to date and a possibility to explore micro-arcsec scales in the future.