

# 近赤外線多天体分光の現在と将来

東北大学理学研究科天文学専攻  
秋山正幸

## 1. はじめに

天文学の魅力はより遠方の天体を調べることで、より昔の宇宙の様子を知ることが出来ることにある。より遠方の天体を観測するためには、より暗い天体を調べるだけでなく、宇宙膨張に伴う波長の赤方偏移により、可視光より波長の長い光、例えば近赤外線を用いた観測も重要になる。タイトルにある多天体分光器とは多数の天体を同時に分光観測する装置である。これにより限られた時間で多数の天体を同時に観測することができ、すばる望遠鏡のような貴重な大型望遠鏡を何台も同時に使っているのと同じになる。すばる望遠鏡は 2000 年に観測を開始し、当初から可視光の多天体分光器は稼働していた。しかし近赤外線での多天体分光器は世界的に見ても定常的な観測に使用されているものはなかった。これは大きなフォーマットの赤外線検出器の入手が困難であったことが要因の一つであった。2000 年代に入り 2048×2048 素子を持つ Rockwell 社の Hawaii-2 検出器が登場して状況は変わり、すばる望遠鏡では世界に先駆けて近赤外線での多スリット型多天体分光器(Multi-Object Infrared Camera and Spectrograph: MOIRCS)が 2006 年から本格運用された<sup>(1)(2)</sup>。また光ファイバーを用いた多天体分光器(Fiber Multi Object Spectrograph: FMOS)も 2010 年から共同利用観測を開始し<sup>(3)</sup>、近赤外線での多天体分光観測で世界をリードしている。本稿では 2. で天体観測の一般論をまとめたのち、3. で FMOS と MOIRCS の実際の観測の様子やデータを示す。4. で筆者も開発にかかわった FMOS を用いて観測装置の全体像を紹介する。5. 6. ではすばる望遠鏡の近赤外線多天体分光器の将来計画や次世代超大型 30m 望遠鏡での将来計画を紹介する。

## 2. 天体観測とシグナルノイズ比

観測においてどれだけ暗い天体を検出できるかを評価するためにはシグナルノイズ比を用いる。分光観測におけるスペクトルの各波長エレメントあたりのシグナルノイズ比は理想的にはポアソン統計に従い、

シグナルノイズ比

天体からの光子数

$$= \frac{\text{天体からの光子数}}{\sqrt{\text{天体からの光子数} + \text{背景(空、装置内部、検出器暗電流)の光子数} + (\text{読み出しノイズ})^2 \times \text{サンプル数}}}$$

と表わされる。このシグナルノイズ比が 5 程度であればその天体を検出できる、と評価される。実際にはそのスペクトルを用いてどのような議論をするのかによって観測の際に必要なとされるシグナルノイズ比は変化する。この式の中で、天体の光子数は検出器上で捉える光子数で

天体の光子数 (photons/波長エレメント)

$$\begin{aligned} &= \text{天体からの単位時間単位面積当たりの光子数 (photons/s/m}^2 \text{ /波長エレメント)} \\ &\quad \times \text{望遠鏡面積 (m}^2\text{)} \times \text{光学系効率} \times \text{検出器量子効率} \\ &\quad \times \text{総積分時間 t (s)} \end{aligned}$$

と表せる。「背景」の光子数には夜空からやってくる光子数に加えて、装置内部の熱的放射や散乱からくる光子数や検出器本体で生じる暗電流も含める。スペクトルは検出器上で波長方向に分散されるだけでなく、それと垂直の方向(空間方向と呼ばれることが多い)にも広がりを持つ。この方向には足し合わせるものとして波長エレメントを考える。背景の光子数も同様である。長時間の観測では「宇宙線」と呼ぶ大気やレンズ材からの放射線の影響が画像にのるため各画像の露出時間は長くても 10 分から 30 分程度に抑え、複数の画像を重ね合わせて数時間の積分とするのが普通である。読み出しノイズの影響はその 2 乗に

$$\text{サンプル数} = \text{空間方向の広がり} \times \text{素子数} \times \text{足し合わせる画像枚数}$$

をかけて評価する。天体が明るく光子数が非常に多い場合には他のノイズ要因は無視できて、シグナルノイズ比は天体からの光子数で決まり、望遠鏡面積の平方根、総積分時間の平方根で大きくなる。

望遠鏡面積とは主鏡の面積であり、すばるの望遠鏡の場合 50m<sup>2</sup> である。光学系効率は望遠鏡、分光器、さらに地球大気を含めたものである。天体からの光子数が少ないため、各光学素子には高い効率(レンズの透過率、ミラーの反射率)が求められる。分光器の内部ではコリメータレンズでコリメートして分散素子で分散してからカメラレンズで再度集光して分散のかかった像を作る。これらの光学系を合計すると 20 面程度の面数になることも多く、その場合には各面の透過率が 96%でも全体では 44%の効率になってしまうので、反射防止コーティングなどで観測波長域での各面の反射率を 1%以下に抑える必要がある。分光観測装置においては分散素子(グレーティングやグリズム)の効率が光学系効率を決めてしまうことが多く、広波長域で高効率の分散素子は重要である。検出器の量子効率は赤外線検出器では 50-90% となっている。

すばる望遠鏡などの大型望遠鏡での赤外線分光観測ではターゲットが暗く、夜空の背景光が支配的なノイズ源である。実際にノイズ要因の平方根の中の各成分の値を近赤外線の波長域でプロットしたものを図 1 に示す。天体からの光子数はすばる望遠鏡の近赤外線分光観測のターゲットとする 21 等級(AB 等級)の天体を仮定している。地球大気の影響で天体の光子数は所々で減っている。光学系効率はスリットやファイバーの開口での損失も含め 10%，検出器の効率は 50%としている。波長エレメントは 0.2nm を仮定し、1 時間の観測での光子数を書いている。読み出しノイズは 5e<sup>-</sup>とし、空間方向には 5 ピクセルの広がり、15 分積分の画像を 4 枚足し合わせる(サンプル数が 20)としている。夜空の光子数は櫛の歯状になっているが、これは OH 夜光輝線と呼ばれる大気中の OH 分子から来る輝線である。縦軸は対数表示になっており、この輝線のある波長域ではそれ以外の波長域に対して何ケタも高い夜空の光子数になっている。上のパネルではこの輝線で埋め尽くされているように見えるが、実際には拡大した下のパネルに示すようにかなりの波長域はこの輝線の隙間となっている。地上からの近赤外線の観測においてはこの隙間の波長域を観測することが必要である。隙間の波長域においても夜空の光子数は天体からの光子数よりも大きく、夜空の光子数がノイズ要因を支配する。図 1 に示した計算例では OH 夜空輝線の隙間での夜空の光子数は 800 個程度で、「天体の光子数」と「夜空の光子数の平方根」の比から推定されるシグナルノイズ比は 9 となり検出可能と判断される。地上からの観測においては夜空の背景光を避けることは出来ないため、装置を設計する際には装置内部の放射、検出器の暗電流、読み出しノイズを出来るだけ抑えて、夜空の光子数がノイズを支配するようにするのが目標となる(バックグラウンドリミットと呼ぶ)。計算例の場合には読み出しノイズがまだ無視できるほど小さくないので波長エレメントを大きくするといった必要があることがわかる。

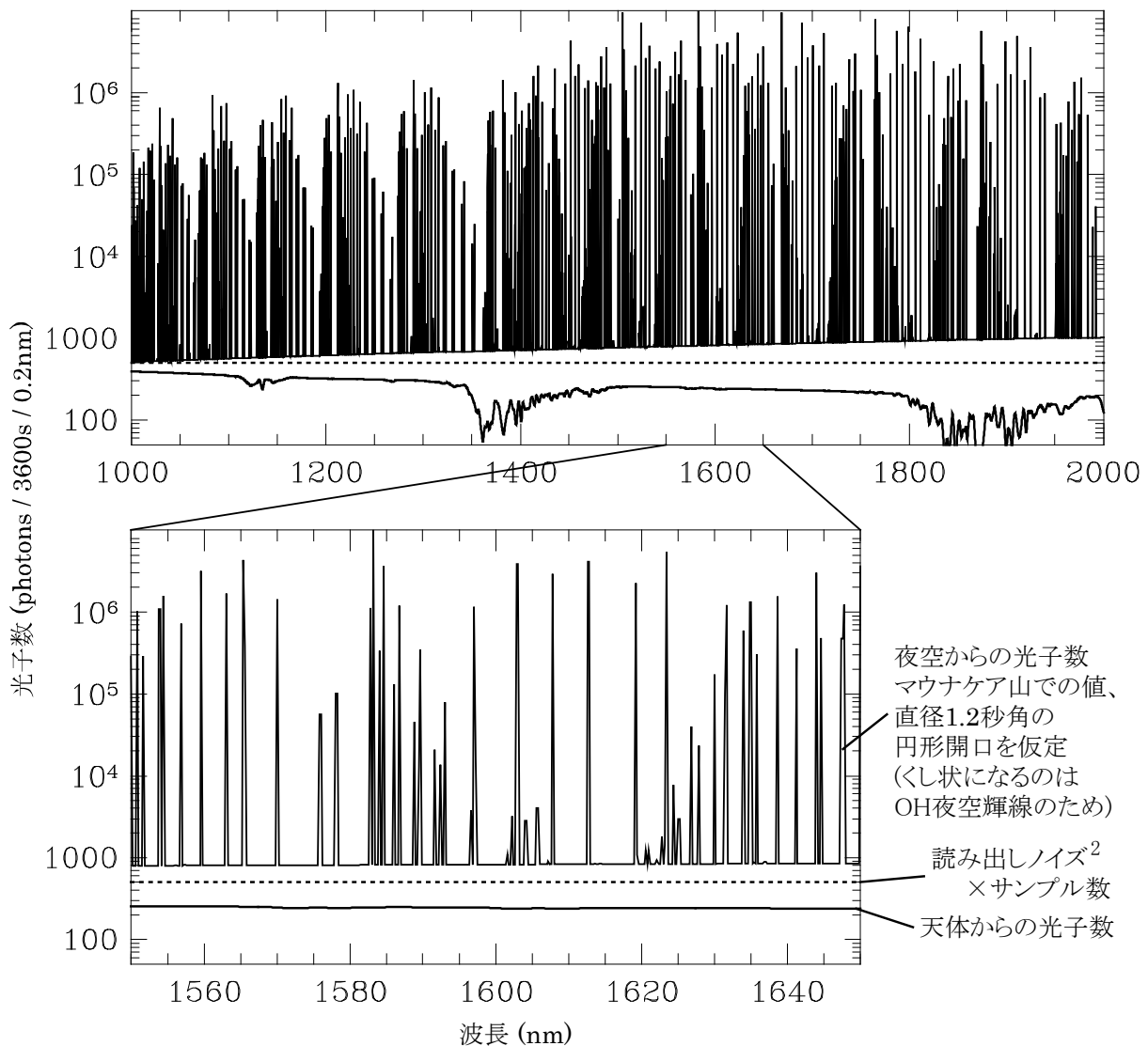
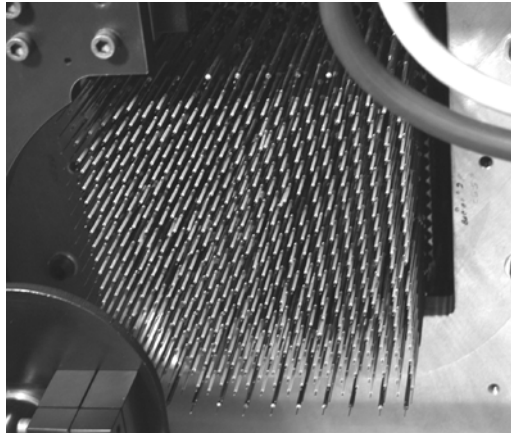


図1 近赤外線での天体からの光子数，夜空からの光子数，読み出しノイズの比較

### 3. すばる望遠鏡での近赤外線多天体分光観測の実際

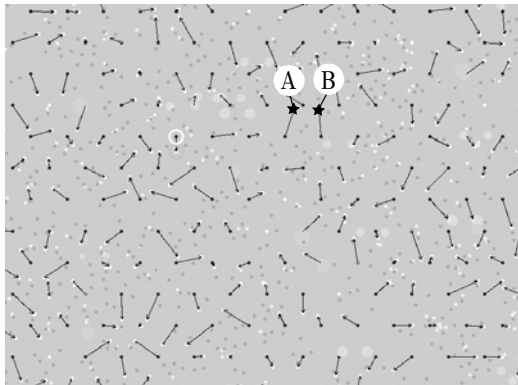
夜空の光が非常に明るいので、天体のある方向からの光だけを切り取って分光する必要がある。多天体分光の場合にはランダムに分布する天体のある方向だけを切り取る。そのための一つの方法は光ファイバーを用いる方法であり、それぞれの光ファイバーの先端を撮像観測で得られた天体のカタログに基づいてそれぞれの方向に配置し、光ファイバーに入った光を分光するものである。図2(左列)にファイバー多天体分光器 FMOS の観測の実例を載せている<sup>(4)</sup>。一番上は焦点面にファイバーが並んでいる様子である。正方形の中に 500 本のファイバーが 7mm の間隔で並んでいる。このうち 400 本が 2 台の分光器に分けられてつながれている。焦点面の物理的なサイズは直径 150mm で、ほぼ満月の大きさに対応する直径 30 分角の視野をカバーする。ファイバーのコア径は 100 $\mu$ m で空の上では直径 1.2 秒角の円になっている。それぞれのファイバーはカーボンファイバーのチューブに取り付けられている。このチューブ構造のそれぞれが天体の方向に傾くことで天体からの光を捉える。これによって 400 個の天体を同時に観測することができる。2 段目の図には実際に天体のリストをもとにそれぞれのファイバーの傾き(配置)を決める様子を示している。実際の観測の際には夜空の成分を引き去るために、2 本のファイバーをペアにして天体を観測する。1 枚目の画像では A のファイバーに天体を入れ、2 枚目の画像では望遠鏡を振ることによって B のファイバーで天体を観測する。これらの画像



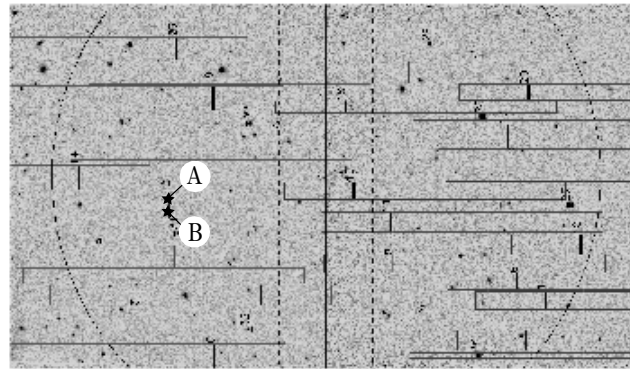
焦点面に取り付けられるファイバー配置機構



焦点面に取り付けられるスリットマスク



専用ソフトウェアによるファイバー配置(一部拡大)  
ファイバー多天体分光器 FMOS の観測例



専用ソフトウェアによるスリット配置

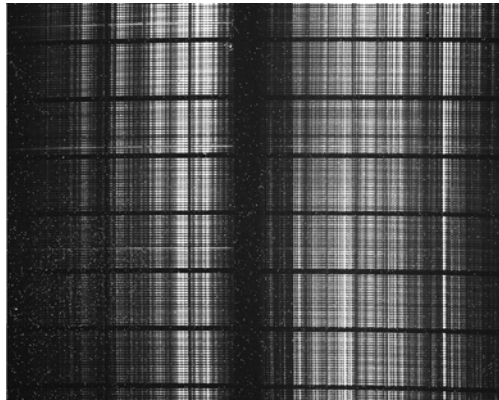
多スリット多天体分光器 MOIRCS の観測例

図2 多天体分光の実際の観測の様子

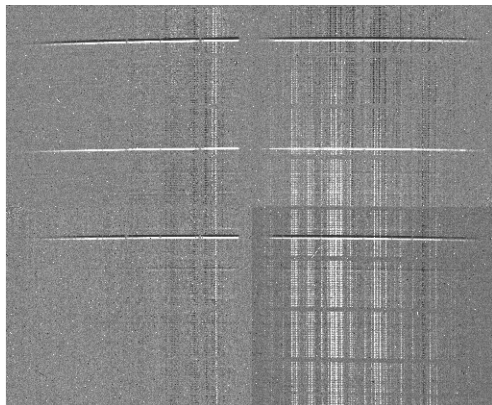
を引き算することでそれぞれのファイバーで夜空の成分を引き去った天体のスペクトルを得ることができる。FMOS の場合にはファイバーは冷却しないため観測波長域は 1800nm までに限られ、それよりも長波長では装置内部の背景放射がどんどん大きくなる。

もう一つの方法は焦点面にそれぞれの天体の方向に合わせてスリットを切ったマスクを置く方法である。図2(右列)に多スリット多天体分光器 MOIRCS での観測の実例を載せている。一番上は多スリットのアルミマスクの画像である。全体は直径 180mm 厚さ 70 $\mu$ m のアルミ薄板でレーザーにより加工されている。丸い穴は天体の位置確認用の穴で、実際に分光観測に用いられるのは縦方向に走るスリットである。スリットの幅はカセグレン焦点で 0.8 秒角に相当する 388 $\mu$ m である。この場合には天体の方向以外の光を遮蔽するマスクを焦点面に置くのでマスク自体の熱放射を抑える必要がある。具体的にはマスクの素材として出来るだけ反射率の高い板を用いて、かつマスク自体を冷却する。実際、マスクストック機構に収納されたマスクは 95K まで冷却される。観測を行う際にはフレームに収められたアルミマスクをロボットハンドが焦点面の上にセットする。スリットの加工は常温で行われ、観測は冷却したマスクで行うので、冷却によるマスクの収縮量を直径 180mm の中で 10 $\mu$ m の精度で予想して加工し、焦点面でのマスクの温度を制御することが重要になる。MOIRCS の場合には冷却したマスクを用いることで観測波長域は 2400nm まで伸びる。

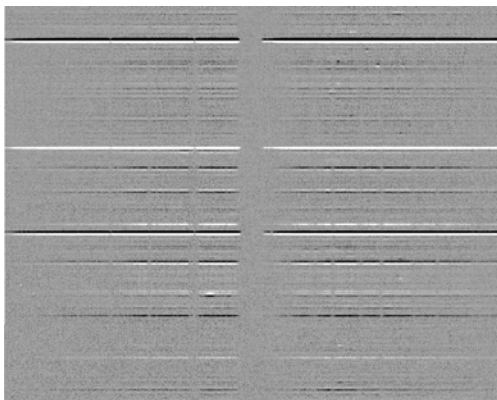
2段目の図には天体の画像に基づいてスリットの配置をする様子を示している。縦の細い線がスリットを表しており、横長の太い長方形はそれぞれの天体のスペクトルが広がる様子を示す。それぞれの天体からのスペクトルは重ならないようにしなければならず、そのことが一度に観測できる天体数を制限する。一度に観測できる天体数は典型的には 20-50 天体である。夜空を引き去るために MOIRCS の場合には図に示すように天体をスリットの上の A の位置において画像を取得し、次に B の位置にず



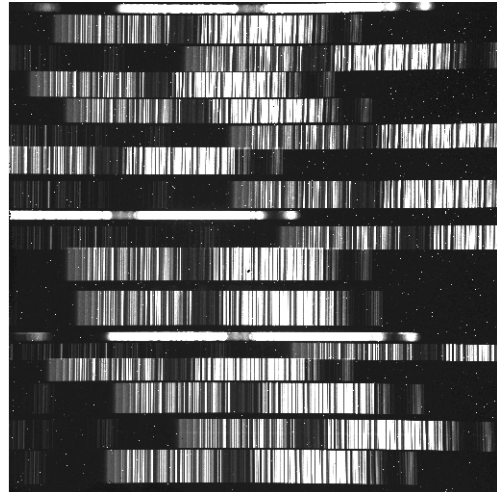
得られたスペクトル画像  
1分光器分一部拡大 15分間の積分



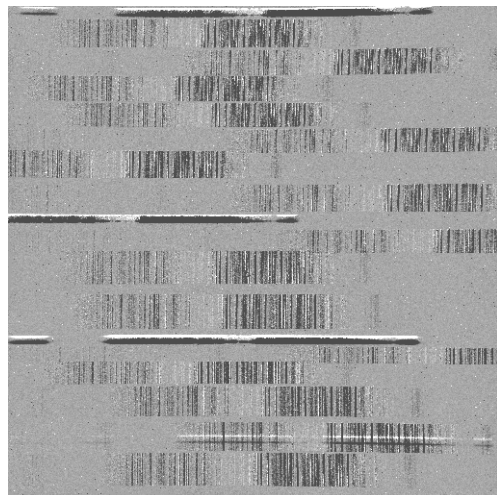
A-B の引き算画像



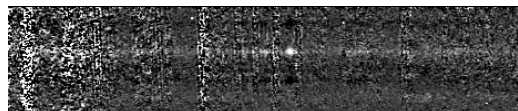
解析されたスペクトル 10時間の積分  
多スリット分光器 FMOS のデータ例



得られたスペクトル画像  
1チャンネル分 15分間の積分



A-B の引き算画像



解析されたスペクトル(1天体分)

多スリット分光器 MOIRCS のデータ例

図3 多天体分光器で得られるデータの例

らして画像を取得する。これらの画像を引き算することで天体の成分を残して夜空の成分を引き去る。

図3には FMOS(左列)と MOIRCS(右列)の場合で実際に得られる画像を示している。1 段目は実際に得られたスペクトルの画像を示す。横方向が波長方向に対応していて、縦方向がファイバーの並びあるいはスリットの長さ方向になっている。白く見える部分が光の明るい部分を表している。ここで見えているほとんどの成分は夜空の光である。ファイバーの場合には分光器内部の疑似スリット上にファイバーを並べるため、すべての天体に対して視野のどこの場所にあっても同じ波長域を観測することができる。一方で多スリットの場合にはそれぞれのスリットの位置に応じて観測でカバーされる波長域が異なることがわかる。またどちらの場合でも分光器光学系の歪み収差によって波長方向は検

出器の X 方向と完全に一致するわけではなく微妙に曲がっていることがわかる。このような歪みの成分は波長校正光源の画像を取ることによって測定することができ、解析において補正も行われるが系統的な残差を生じる原因の一つになる(特に波長分解能に対するサンプリングがガウス分布の半値全幅を 4-5 素子でカバーする比較的荒いものになっているため)。2 段目は A の位置で撮られた画像と B の位置で撮られた画像の引き算を示す。明るく見えていた夜空の成分はかなり引き去られ、明るい天体の入っているファイバーやスリット(下から 2 段目)ではスペクトルが写っている様子が見える。ただ、夜空の明るさには時間変動があるため夜空の成分がかなりの波長域にわたって引け残ったり、引き過ぎになっていることも見てとれる。この残差の成分を引き算するために天体の写っていないファイバーを用いて残差を引いたり、スリットの長さ方向の天体の写っていない部分を用いて残差を引くことが行われる。3 段目にはそのような引き算をしてさらに長時間のデータを足し合わせて得られたスペクトルを示している。解析には専用のソフトウェアが用いられる<sup>6)</sup>。白く見えている部分が天体のスペクトルである。MOIRCS の場合には 1 スリット 1 天体分の解析結果を示す。中央付近に明るい光の点が見られ、これは遠方銀河から届いた輝線である。

図 1 の議論と図 3 の実際の画像を見てもわかるように近赤外線観測において重要になるのはどれだけ系統的な残差なしに夜空の成分を引き去り、偶然誤差だけに抑え込めるかという点にある。例えばペアの引き算での残差の成分はスリットの長さ方向の情報を用いてさらに引き去るが、前述したようにカメラ光学系の収差により検出器の X-Y 方向と光学素子による分散方向が完全には対応していないことで歪みを補正しても系統的な残差が生じる。また数 10 分という時間にわたって積分を行うため、その間に天体の追尾によって望遠鏡の傾きが変わり、観測装置のたわみも変化し、検出器上でのスペクトルの位置が変わってしまう。たとえば検出器上で 0.1 素子分  $1.8\mu\text{m}$  の移動であってもそれによって生じる系統的な残差は非常に大きなものになる。このような系統的な残差を出来るだけ生じないようにすることが機械光学系や解析ソフトウェアに求められる。

#### 4. ファイバー多天体分光器 FMOS

ここではより具体的に観測装置の構成を FMOS を例に紹介する。

##### 4-1 多数の天体を捕捉する機構

図 2 に示した FMOS のファイバー配置機構は図 4 のようにすばる望遠鏡の赤外主焦点にとりつけられる。赤外主焦点では 3 枚レンズ構成の補正光学系を通すことで F2 の光学系で 30' の視野を観測することができる。最近の大型望遠鏡はすべて地面に対して水平、鉛直方向に回転軸を持つ経緯台式が用いられる。この場合、時間が経過するにつれ星の配置は望遠鏡焦点に対して回転していくことに

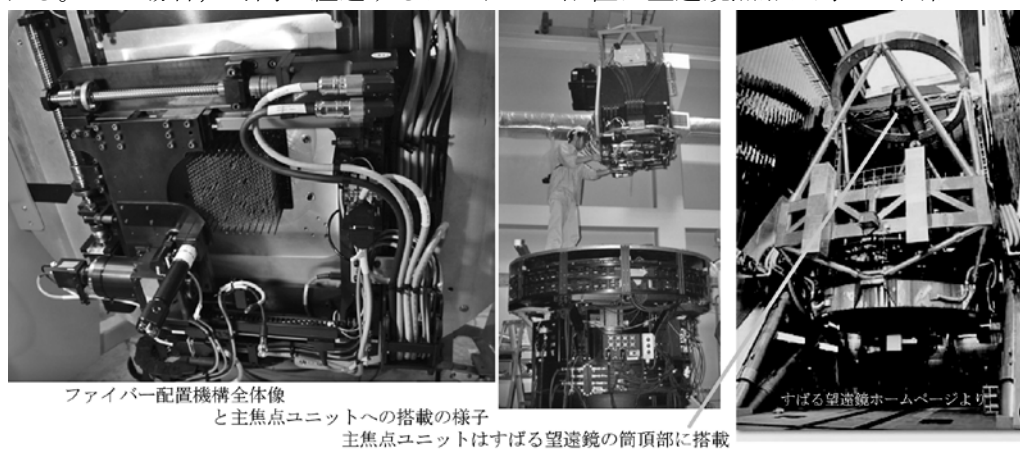


図 4 ファイバー配置機構と望遠鏡への搭載

なる（一方、地球の自転軸に合わせた極軸にたいして望遠鏡を回転させる赤道儀式では視野回転は起こらない）。このため、多数の天体を同時に観測する際には観測装置を望遠鏡に対して回転させる必要があり、ローテータと呼ばれる機構で装置を回転させたり、「K-ミラー」を用いたイメージローテータで像を光学的に回転させることが行われる。FMOS においてはファイバー配置機構全体が望遠鏡の光学系に対して回転する機構が取り付けられている。補正光学系、ファイバー配置機構、回転機構は赤外主焦点ユニットと呼ばれるユニットとして望遠鏡の筒頂部に取り付けられる。ほかの観測装置での観測の際には赤外主焦点ユニットを取り外す必要があり、FMOS では1か月に一度程度の割合でついたり外したりという作業が行われる。

補正光学系を通した後の焦点面は糸巻き型の歪みを持っている。このゆがみの成分はファイバー配置機構の前に取り付けられた小型カメラによって星を撮像することで測定され、実際のファイバー配置の際にはこれを考慮した上でファイバー配置が決定される。すばる望遠鏡の赤外主焦点は焦点距離 17.2m で焦点面でのスケールは 10 $\mu$ m が 0.12 秒角に相当する。ファイバーの配置は 10 $\mu$ m の精度で達成する必要がある。

ファイバーの配置機構はファイバーを入れたチューブをボールを支点として磁石で固定し、のこぎり波によるチューブピエゾの振動でチューブを傾けている。動きの繰り返し精度は補正なしに 10 $\mu$ m 以内を達成するほど高くないので配置の際にはファイバーの先端の位置を小型カメラを用いて計測してイテレーションを通して必要な配置精度を達成している。

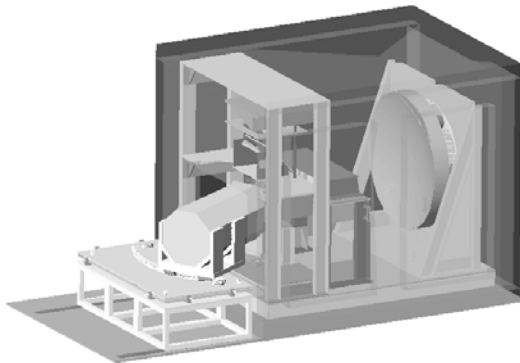
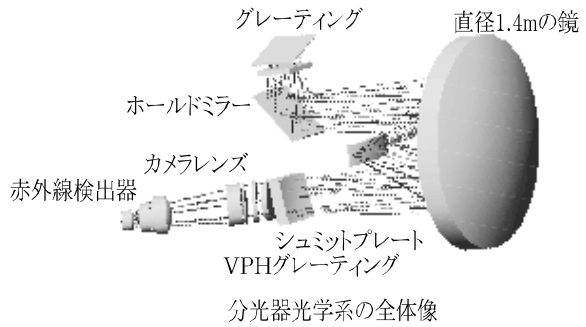
観測の際には天体が東から昇り、西に沈むのに合わせて装置全体は望遠鏡とともに傾けられる。この傾きに伴って装置の各部分にたわみを生じる。FMOS の場合にはファイバーを支えるカーボンファイバーのチューブがたわむ。望遠鏡が天頂を向いている場合と天頂から 60 度まで傾いた場合では 50 $\mu$ m のたわみを生じるが、ファイバー毎のばらつきは 10 $\mu$ m 以下に抑えられているので相対位置は十分な精度で維持される。

#### 4-2 冷凍庫に入った大型分光器

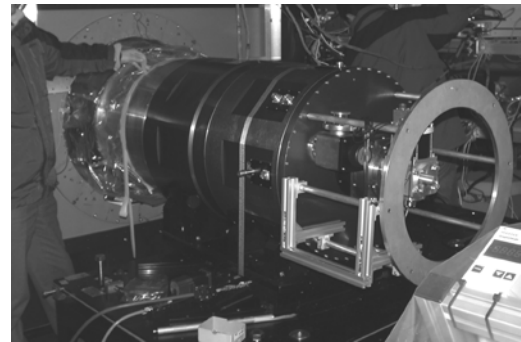
光ファイバーに入った天体からの光は望遠鏡のわきを通して、ドーム内に設置された分光器に導かれる。焦点面と分光器の間には F 変換を行うファイバーコネクタがあり、F2 から F5 に変換される。分光器の全体像を図 5 に示す。分光器部分の熱放射の影響を抑えるために、分光器全体は 2m $\times$ 3m $\times$ 4m という大きな冷凍庫に入れられて -50 度 C まで冷却される。実はマグロの冷凍用に開発された冷凍庫が用いられているが、マグロの冷凍と違い、中の光学系に霜が付着すると問題であるので乾燥空気を常時送っている。また大きな鏡などは急速に冷却すると問題があるので温度制御しながら 2 日程度かけて冷却するように改良されている。

全体の光学系を図 5 (右上) に示す。1 段目部分は疑似的に直径 1.4m の球面鏡を用いたシュミット望遠鏡の構成になっている。シュミット望遠鏡の焦点面にあたる部分にファイバースリットが置かれ、そこから出た光が球面鏡でコリメートされる。シュミット望遠鏡の補正板に相当するプレートもある。分散素子として反射グレーティングが用いられている。500g/mm のグレーティングで  $\lambda/8\lambda$  で 2,200 の波長分解能を実現している。全体のサイズは 230 $\times$ 210mm であるが実際には 4 枚のグレーティングをつなぎ合わせたモザイクグレーティングとなっている。4 枚の位置、向きの調整はピエゾモータを用いたアクチュエータで行っている。この分散素子で分散された光は再びコリメータミラーで分散された像を結ぶ。この像を OH 夜光の波長域だけをマスクしたミラーを通すことで OH 夜光輝線の成分を光学的に落とすことが行われている。マスクミラーを通った光は再度球面鏡でコリメートされて、最終的にカメラレンズ系を通して検出器に分散された像を結ぶ。

低分散での観測を行うために直径 262mm で 372g/mm のポリウムフェーズフォログラフィックグレーティングを光路に挿入して逆分散をかけて分散を  $\lambda/8\lambda$  で 600 まで落とすこともできる。分散を落とすことで一度に観測できる波長域が 4 倍になるほか、検出器の各素子に落ちる波長域も 4 倍に



分光器全体像



カメラレンズ、検出器の真空冷却容器

図5 FMOS 分光器の全体像

なるため、読み出しノイズの影響も抑えることができる。

波長方向に分散された光は最終的に 2048×2048 素子の Hawaii-2 検出器で検出される。この検出器とカメラレンズ系は図5(右下)に示す真空冷却容器に入れられ分光器よりも冷却されている。検出器は暗電流を抑えるため 70K の状態までヘリウム冷凍機で冷却され、ヒーターで温度制御されている。検出器の読み出しに伴うノイズは 15 から 30  $e^-$  となっている。実際には N 回の非破壊読み出しを行うことで実効的な読み出しノイズを  $\sqrt{N}$  分の 1 にすることができる。FMOS の観測では 900 秒間の積分を行うが、この間は 17 秒間隔で非破壊読み出しが行われている。各ピクセルで 52 回読み出した結果を 1 次式でフィットした傾きで各ピクセルでの「明るさ」を求めている。52 回の読み出しで 2 から 4  $e^-$  というノイズレベルに達しており背景光によるノイズよりも十分に小さくすることが出来ている。

## 5. すばる望遠鏡の次世代の多天体分光器

すばる望遠鏡では現在、新しい主焦点光学系の立ち上げが進んでおり、そこに取り付ける次世代のファイバー多天体分光器としてすみれ(Sumire)計画の主焦点分光器(PFS)が検討されている。新しい主焦点では FMOS で観測していた面積の 9 倍の領域を一度に観測することが可能になる。PFS はここに 2,400 本ものファイバーを配置してさらに多くの天体を一度に分光観測しようという分光器である。PFS の主要な目的は可視波長域での観測であるが、1.3 $\mu\text{m}$  程度までの近赤外線までカバーすることが検討されている。現在装置の概要を決める概念設計が進められており、このような観測装置が実現すれば多数の銀河を観測する効率が飛躍的に向上する。これにより多数の銀河の分布を調べることが必要な暗黒エネルギーの性質の理解において飛躍的な進展がもたらされると期待されている。

またより暗い天体を分光する多天体赤外線分光器も検討されている。多スリットの観測装置においては出来るだけスリットの幅を狭くすることが出来れば、夜空の光子数を抑えることが出来る。さらに同じ分光器を用いた場合には波長分解能も上がるので夜空の光を差し引く精度を上げることもでき



る。ただ、スリットの幅は天体像の見かけのサイズで制限され、地上観測においては基本的に地球大気の中の温度揺らぎの影響で生じる波面の乱れによって天体像のサイズは決まっている。点像であっても日本国内では 1-2 秒角程度、すばる望遠鏡のあるマウナケア山頂では 0.5-1.0 秒角程度に広がる。そのため 0.8 秒角程度の幅のスリットが用いられる。しかし、最近の観測では地上から打ち上げたレーザーで高度 90km のナトリウム層を光らせて人工星を作り、大気の波面の乱れを測定し、補正して像の広がり小さくする補償光学が観測に実用化されている。現在の補償光学系ではカバーする視野が狭く多天体分光は出来ないが、次世代の補償光学系としてさらに広視野を一度に補正する補償光学系の検討が進められており、これが実現した場合には 0.1 から 0.2 秒角という高空間分解能で 10 分角程度の広視野を観測することが可能になる。これによつてたとえば 0.3 秒角の細いスリットでの観測ができるようになれば図 1 に示した夜空の光子数は 10 分の 1 に低減し、より暗い遠方の銀河の観測が可能になる。スリットを細くすると装置のたわみの制御なども重要になる。装置のたわみの影響を補正する光学系をアクティブに制御することで装置のたわみの影響をキャンセルすることが可視光の多天体分光装置では行われ始めており、次世代の近赤外線多天体分光装置でもこのような機構が取り入れられるだろう。

## 6. 超大型 30m 望遠鏡時代の多天体分光器

すばる望遠鏡の次世代の望遠鏡として 2020 年代の本格観測を目指して超大型 30m 望遠鏡の建設が検討されている。主鏡面積が 10 倍以上大きくなり、すばる望遠鏡よりも格段に暗い天体を観測でき、初期の宇宙にある最初に出来た銀河などが解明されると期待される。望遠鏡本体の構造や建設計画については本誌の山下卓也氏の記事を参照されたい。この大型望遠鏡においても可視、赤外線の多天体分光器が望遠鏡の立ち上げ期から搭載されることが予定されており、設計が進められている。

望遠鏡が大型化することにより分光器も大型化が進む。可視多天体分光器では全体のサイズが 4m×4m×8m となり、同程度の視野を持つすばる望遠鏡の可視多天体分光器が 2m×2m×2m のサイズに収まっていることを考えるとかなり大きなものになる。焦点面のスケールは焦点距離が 450m (F15) と長くなることにより 2.18 mm/1 秒角となり、現在検討されている視野 9.6×4.2 分角は 1255×549mm に相当し、非常に巨大な焦点面になる。光学系が大型化すると必要になる光学素子も大型化する。現在の設計ではカメラに用いられるレンズの直径は 500mm 近くになっており、このような大型光学素子の製作が装置の実現のカギとなる。初期の宇宙にある天体の解明で力を発揮する赤外線多天体分光器としては一度に 50 個程度の天体の観測が可能で多スリット型多天体分光器が現在検討されている。この場合には当初から補償光学系と組み合わせて用いられることが想定されている。ただ視野サイズは直径 2 分角と限られるため、より大きな視野をカバーする赤外線多天体分光器とそれに必要になる補償光学系についても検討が行われている<sup>(7)</sup>。

## 7. 最後に

眼で「観察」していた眼視時代、乾板で写真を撮っていたアナログ写真時代を経て、量子効率の高い検出器が用いられるデジタル画像時代になり、観測装置は格段に複雑化し、その重要性は望遠鏡に匹敵するようになった。大口径の望遠鏡は大きな潜在能力を持つが、その能力を最大限に引き出す観測装置があって初めて宇宙の謎の解明に大きな威力を発揮する。一つの望遠鏡であっても様々な特色を持つ観測装置が取り付けられ活躍している。最先端の光学技術の後押しによって、特色ある観測装置を実現していくことが宇宙の謎の解明のカギとなっている。

FMOS は京都大学、国立天文台、東北大学、オックスフォード大学、ダーラム大学、アングロオーストラリア天文台の国際協力で開発された。MOIRCS は東北大学、国立天文台の協力で開発された。いずれもすばる望遠鏡の共同利用観測装置として現在運用されている。

参考文献

- 1) Suzuki, R., Tokoku, C., Ichikawa, T., Uchimoto, Y. K., Konishi, M., Yoshikawa, T., et al. 2008, "Multi-Object Infrared Camera and Spectrograph (MOIRCS) for the Subaru Telescope I. Imaging" Publications of the Astronomical Society of Japan, 60, 1347
- 2) Tokoku, C., Suzuki, R., Omata, K., Konishi, M., Yoshikawa, T., Akiyama, M., Tanaka, I., Ichikawa, T., Nishimura, T., 2006, "Infrared multi-object spectrograph of MOIRCS", SPIE, 62694N
- 3) Kimura, M., Maihara, T., Iwamuro, F., Akiyama, M., Tamura, N., et al., 2010, "Fiber Multi-Object Spectrograph (FMOS) for the Subaru Telescope", Publications of the Astronomical Society of Japan, 62, 1135-1147
- 4) Akiyama, M., Smedley, S., Gillingham, P., Brzeski, J., Farrell, T., Kimura, M., et al. 2008, "Performance of Echidna fiber positioner for FMOS on Subaru", SPIE, 70182V-70182V-12
- 5) Iwamuro, F., Moritani, Y., Yabe, K., Sumiyoshi, M., Kawate, K., Tamura, N., Akiyama, M., Kimura, M., et al. 2011, "FIBRE-pac: FMOS image-based reduction package", Publications of the Astronomical Society of Japan, in press
- 6) Iwamuro, F., Maihara, T., Ohta, K., Eto, S., Sakai, M., Akiyama, M., et al. 2006, "FMOS - the fiber multiple-object spectrograph IV: current status of OHS-based spectrograph", SPIE, 62691B
- 7) Akiyama, M., Oya, S., Hane, K., Wu, T., Tokoku, C., 2010, "MOAO activities in Tohoku University", SPIE, 77362L-77362L-6



秋山正幸 AKIYAMA, Masayuki  
東北大学 理学研究科 天文学専攻 准教授  
〒980-8578 宮城県仙台市青葉区荒巻字青葉 6-3