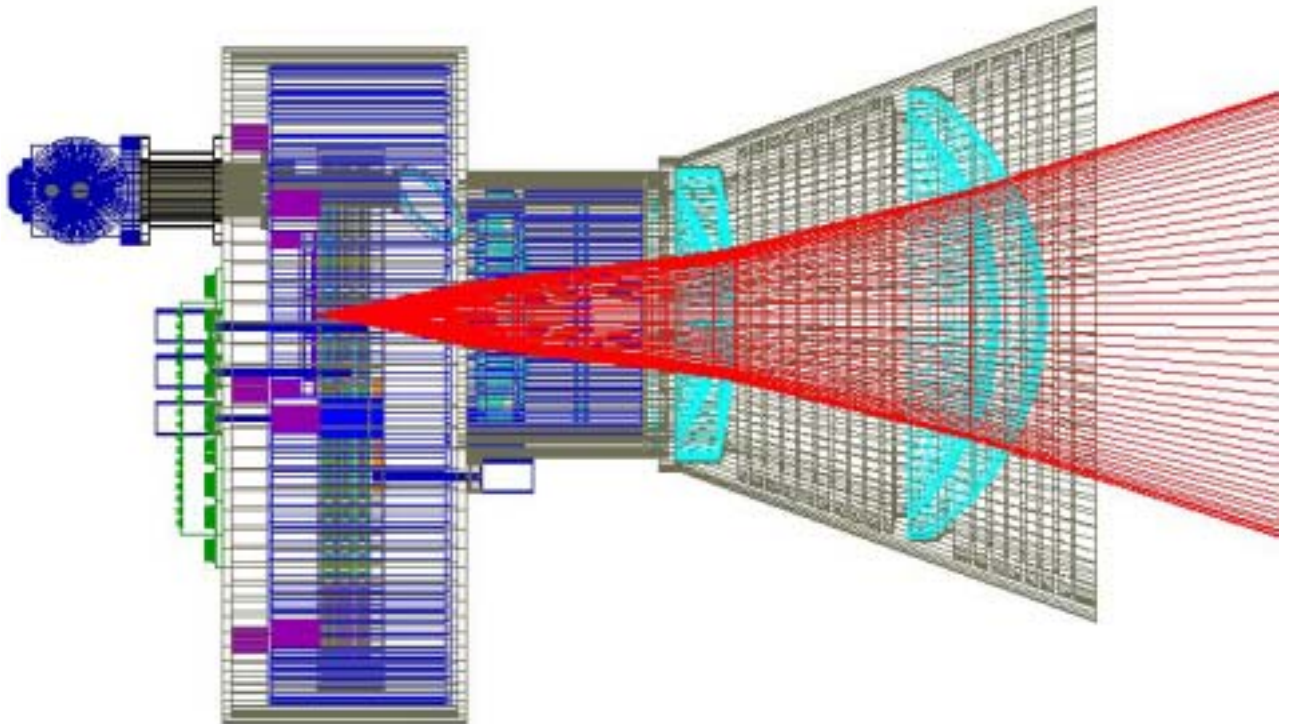


SPIRC

すばる主焦点
近赤外線カメラ

提案書

1999年1月20日



すばる主焦点近赤外線カメラ

SPIRC

Subaru Prime focus near-InfraRed Camera

目次

1. 計画の概要.....	4
2. 開発体制.....	6
3. 開発計画.....	7
3.1 開発年次計画.....	7
3.2 必要経費.....	9
4. 装置の詳細.....	11
4.1 装置の概観.....	11
4.1.1 構成.....	11
4.1.2 可視光カメラとの違い.....	13
4.2 測光バンド特性.....	16
4.2.1 測光バンドの定義.....	16
4.2.2 最長露出時間.....	17
4.3 2 μm (K_{SP}) 観測の実現.....	17
4.3.1 望遠鏡からの熱輻射.....	18
4.3.2 新Kバンド.....	18
4.3.3 バッフルとコールドバッフル.....	19
4.4 検出限界とサーベイパワー.....	22
4.4.1 限界等級.....	22
4.4.2 検出限界とサーベイパワーの他装置との比較.....	24
4.5 補正レンズ系の設計と性能評価.....	27
4.5.1 キャノン補正レンズ系.....	27
4.5.2 6次項補正レンズ系.....	28
4.5.3 光学系の誤差と星像の広がり(TBD).....	30
4.5.4 AR コーティング(TBD).....	30
4.6 冷却時間.....	30
4.6.1 デュワーの冷却時間.....	30
4.6.2 フィルターと補正レンズの冷却シュミレーション.....	31
4.7 冷凍機の能力.....	34
4.8 ウィンドーの大きさと厚さ.....	37
4.9 フィルターターレット.....	38

4.10	シャッター	39
4.11	構造解析(TBD)	41
4.12	モザイク検出器の高密度化	41
4.13	シャックハルトマン装置への光路(TBD)	44
5	主焦点カメラによる天文学	45
5.1	遠方銀河、宇宙論	45
5.1.1	銀河形成と近赤外線光度関数の進化	48
5.1.2	銀河の星形成史	51
5.1.3	銀河のクラスタリングの進化	52
5.1.4	超新星サーベイと宇宙論パラメータ	54
5.1.5	ダストに隠された宇宙の探査	55
5.1.6	主焦点近赤外線カメラによる天体探査	56
5.2	褐色矮星・YSO 探査	58
5.2.1	褐色矮星探査の現状	58
5.2.2	SPIRC による褐色矮星探査	59
5.3	その他	60

1. 計画の概要

すばる主焦点は近赤外線用補正レンズによって直径30分角(140 mm)の良好な視野が得られる。すばる主焦点近赤外線カメラ(SPIRC, Subaru Prime focus near-InfraRed Camera)はこの視野を18 μ mの画素を持つ近赤外線検出器2048 \times 2048 HgCdTe、9個で覆い、波長0.8 μ m~2.1 μ mまでの広い波長帯で広視野撮像観測を可能にする装置である。本装置の特徴はその広い視野のみならず、主焦点では難しいとされている2 μ mでの観測を高い効率で実現する工夫がなされていることである。HgCdTe(MCT)は波長0.8 μ mからの観測も可能であり、0.8 μ mではCCDカメラとほぼ同じ効率を持つ。Jバンド(0.85 μ m)からすばる主焦点用K_{SP}バンド(2.0 μ m)までの5~6バンドの広帯域フィルターを持ち、広い波長帯域による撮像観測により、太陽系の深探査から宇宙論的観測まですばるによる幅広い天文学の展開が期待される。

遠方宇宙や近傍星生成領域の探索・研究においてSPIRCは革新的かつ非常に有用な観測装置となるであろうことが期待される。SPIRCによる研究の主要な目標は、近赤外線での広視野の微光天体サーベイを行い、

- (1) 銀河の近赤外線光度の分布、及びその宇宙論的時間スケールでの進化についての撮像を確立する。とくに、銀河の恒星質量の分布と進化の解明を目指す。
- (2) 近赤外線光度に基づいた銀河の形成進化についての研究を進める。銀河サンプルを構築する上で、星形成、吸収、赤方偏移などによってサンプルに大きな偏りが生じるのを避けるとともに、銀河の恒星質量に代表される、基本的な量に軸足をおいた研究を進めることを目指すものである。
- (3) 銀河分布の大規模構造の進化を赤方偏移や星形成・吸収などの影響の小さいサンプルで追跡する。高赤方偏移銀河団の探査を行う。また、銀河のクラスタリングの一般的な進化を観測し、正しい構造形成モデルを調べることを目指す。
- (4) 超新星探査など宇宙論パラメータを直接求めるための観測を行う。可視では観測が難しい高赤方偏移の超新星探査を近赤外波長域で行うことを目指す。
- (5) ダストで隠された宇宙の探査を行う。高赤方偏移の星形成銀河は一般にダストによりその紫外線を吸収されているだろう。近赤外の観測は、銀河のSEDの評価、及びサブミリ、遠赤外線サーベイのフォローアップ観測に大きな役割を果たす。
- (6) 褐色矮星の探査、銀河系星生成領域におけるYSO探査を行い、低質量星の光度関数を研究する。

ことなどである。これらは、近赤外線波長域での、広視野の深い撮像観測によってはじめ、大きな進捗が得られ、また、実現することが期待される研究課題である。別章に述べられているように、SPIRCは既存の観測装置、望遠鏡の組み合わせや近い将来にわたって実現するであろう多くの観測装置をもってしても達成が困難と思われる程の強力なサーベイパワーを有しており、「すばる」望遠鏡の赤外主焦点というユニークな性能を十分活かした研究を展開できる。

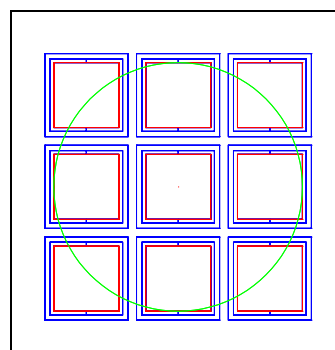
【装置の特徴】

- ・直径 30 分角の広い視野
- ・近赤外線で世界一のサーベイパワー
- ・ $2\ \mu\text{m}$ (K_{sp} バンド) でもサーベイパーは世界一
- ・ $0.8\ \mu\text{m} \sim 2.1\ \mu\text{m}$ の広い観測波長帯域
- ・深探査に最も効率が高い 0.24 秒角/pixel (最良シーイング 0.3 秒) の空間分解能

【ハードウェア仕様】

図 1.1 3 行 3 列の検出器(赤)と 30 分角の視野(緑)

検出器	2048 × 2048 HgCdTe (分光感度 $0.8\ \mu\text{m} \sim 2.5\ \mu\text{m}$)
検出器の数	9 個 (3 行 3 列)
全画素数	6144 × 6144
画素サイズ	$18\ \mu\text{m}$ (主焦点で 0.24 秒角)
視野	30 分角 (140mm) (右図)
fill-factor	約 60%
観測波長	$0.8\ \mu\text{m} \sim 2.1\ \mu\text{m}$ (干渉フィルターは $2.5\ \mu\text{m}$ まで可)
補正レンズ	4 枚レンズ (TBD)
フィルター枚数	8 ~ 12 枚 (TBD)
内蔵シャッター速度	0.1 秒 ~ 開放
冷却 検出器	80K
ラジエーションシールド	120K
フィルター (デュワーに内蔵)	120K
シャッター (デュワーに内蔵)	120K
コールドバッフル	200K
内蔵第 3、第 4 補正レンズ	200K
冷却方式	GM タイプ 2 段冷凍機 第 1 段 60W at 120K、第 2 段 5W at 80W
消費電力	(TBD)
サイズ・重量	常温補正レンズ部 最大直径 70cm、長さ 53cm、重さ 160 kg 冷却補正レンズ部 直径 35cm、長さ 25cm、重さ 55kg デュワー 直径 82cm、長さ 30cm、重さ 175kg



2. 開発体制

		主な役割
開発責任者	市川 隆 (東北大学理学研究科天文学専攻・助教授)	総括、全体設計
共同開発者	山田 亨 (東北大学理学研究科天文学専攻・助手)	研究課題の策定
	柳澤顕史 (国立天文台岡山天体物理観測所・助手)	検出器評価
	伊藤信成 (東京大学理学研究科木曾観測所・学振)	熱設計、構造設計
	(未定) (国立天文台ハワイ観測所)	赤外線検出器の開発
協力者	浅井研一郎 (東北大学理学研究科天文学専攻・M2)	デュワーの開発
	松本大吾 (東北大学理学研究科天文学専攻・M1)	読み出し回路の製作
	鈴木竜二 (東北大学理学研究科天文学専攻・M0)	
	東谷千比呂 (東北大学理学研究科天文学専攻・M0)	

主な開発場所

東北大学理学研究科

(未定) 国立天文台ハワイ観測所 (検出器と読み出し回路の開発)

開発者グループはこれまで東京大学木曾観測所の近赤外線カメラ KONIC を開発した。これは主焦点赤外線カメラとしては世界最初のものであり、コールドストップを持たないものの、大型望遠鏡主焦点での近赤外線観測の可能性と展望を開くものであった。さらに東北大学天文学専攻においては KONIC のデュワー内にニュートン焦点用の冷却広視野補正レンズを組み込んだ近赤外線カメラ TONIC を開発した。このように我々は主焦点での近赤外線観測装置開発に豊富な経験を持っている。モザイクカメラの経験はないが、SuprimeCAM で実績のある MESSIA IV などを用い、また SuprimeCAM 開発者の協力を得て、補っていく予定である。

近赤外線撮像画像についてのデータ解析についても開発者グループは豊富な経験を有している。モザイクカメラによる赤外線データ解析については経験がないが今後はデータ解析システムを開発するためのグループを作っていく予定である。

なお本計画には 2048 × 2048 HgCdTe の使用を前提とする。従って国立天文台の協力が不可欠であり、今後ハワイ観測所等と協議して、国立天文台と共同で本装置を開発していく体制を構築していきたい。

3. 開発計画

3.1 開発年次計画

【平成 11 年度 (1999 年)】

a) TONIC (図 3.1.1) を基本にして $2048 \times 2048 \text{HgCdTe}$ を 1 個搭載したすばる主焦点用広視野赤外線カメラ「プロトタイプ SPIRC」を開発する。このカメラの製作によって SPIRC の基本的な設計の評価、 $2048 \times 2048 \text{HgCdTe}$ 駆動回路の開発及びできる限り早い段階でのすばる望遠鏡による近赤外線広視野サーベイ観測を実現する。

構造はできる限り簡単にし、現有の部品を活用してコストを押さえ、早期実現を目指す。

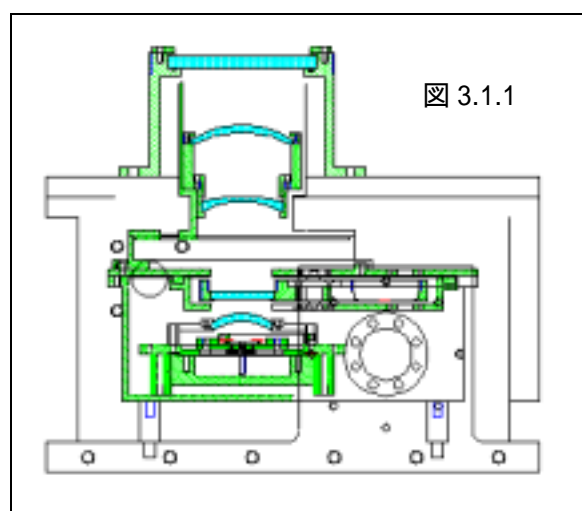


図 3.1.1

b) SPIRC クライオスタットの基本設計

カメラシステム全体の概略図面を作り、主焦点スペースとの整合性、望遠鏡との機械的インターフェースの整合性を検討する。特にデュワーの大きさを決定するフィルターターレットの最大の大きさを検討する。シャックハルトマン装置の位置と構造および SPIRC 内部のシャックハルトマン用斜鏡の構造を検討する。

全体構造の決定、細部の検討をもとにクライオスタットの概略設計を行い、熱解析、強度構造の評価を行う。

c) 補正レンズの設計

光学設計の専門家の協力を得て現在の光学設計の詰めと製作可能性を評価する。また光軸調整の精度を評価する。

d) 窓材テスト用、ガラス材冷却テスト用デュワーの製作

窓材の変形評価、及び 200K 程度での冷却テストができる構造とする。

d) 窓材、熱吸収レンズの試作とレンズ材のコーティング

窓材には直径約 30cm の FPL51 ガラス材、補正レンズを有効に冷やすための前置熱吸収ガラス平板には fused quartz (直径約 30cm) を用いる。また冷却する第 3、第 4 補正レンズにはそれぞれ BaK4、FPL51 材が用いられる。特に FPL51 材は熱膨張係数が大変大きいために、研磨やコーティングが困難と言われている。そこで小型のこれらガラス材の研磨及びコーティングを行い、

200K での冷却時におけるコーティングの強度について評価する。

e) 2048 × 2048HgCdTe の駆動回路の開発

(国立天文台担当) 詳細については今後国立天文台の関係者と協議する。

【平成 12 年度(2000 年)】

以下の開発を行う。

・クライオスタットの製作

冷却補正レンズ部デュワー、及び検出器、フィルターを搭載する本体デュワーの製作を行う

・フィルターの製作

大きさ 180mm × 180mm の J、H、K_{SP} フィルターを製作し、透過特性を評価する。
厚みはできる限り薄く、10mm を目標とする。

・2048 × 2048HgCdTe の組み込みと読み出し実験

・第 3、第 4 補正レンズの製作

特に FPL51 材による非球面レンズの研磨の技術を開発する。

・データ解析システムの検討

【平成 13 年度(2001 年)】

・第 1、第 2 補正レンズの製作

・フィルターの製作 (I_{SP}、Z_{SP}、H_{short}、H_{long} を製作する)

・フィルターターレットの製作

・シャッターの製作

・36 チャンネル駆動回路の製作

検出器 1 個当たり、4 ヶ所の読み出し口を用いる。従って 36 チャンネルの駆動回路を必要とする。

【平成 14 年度(2002 年)】

2048 × 2048 HgCdTe を順次組み込みながらテストを行い、開発を終える。全体の開発が終える時期は 2048 × 2048 HgCdTe の入手の困難さに依存する。

3.2 必要経費

【平成 11 年度 R&D 経費詳細】

a) プロトタイプ SPIRC の製作

物品	経費(千円)	備考
カメラ本体		
2048 × 2048HgCeTe		国立天文台提供
補正レンズ	20,000	
ウィンドー	500	注 1
デュワー本体		東北大学理学部工場にて製作
フィルターターレット	500	
回転シャッター		東北大学理学部工場にて製作
フィルター(J、H、K')		現有
冷凍機ヘッド		現有
冷凍機コンプレッサー		現有
温度コントローラ		自作
データ取得システム(MESSIA IV)		現有
駆動回路		MFront 改良版を製作中
電子部品	500	注 1
電気部品	300	注 1
真空部品	500	注 1
小計	22,300	
関連品		
光学部品	500	注 1
光学設計ソフト	400	注 1
3D CAD	450	注 1
SMT 半田付け装置	250	
電気回路 CAD	450	注 1
プロッター	900	
クリーンブース	330	
実体顕微鏡	220	
超音波洗浄機	150	
小計	3,650	
総計	25,9500	

注 1 東北大学研究基盤設備費に申請中

【予算年次計画(単位千円)】

品目	H11(1999)	H12(2000)	H13(2001)	H14(2002)
プロトタイプ SPIRC 及び関連品	25,950			
模型	200			
テストデュワー	2,000			
テスト窓材(研磨、コーティング込み)	1,000			
テスト用冷凍機	900			
ウィンドー		2,500		
熱吸収ガラス板(コーティング込み)	500			
カメラデュワー		5,000		
フィルターターレット(3枚)		3,000		
シャッター		500		
冷凍機、コンプレッサー		2,500		
フィルター(7枚)		2,000	3,000	2,000
MESSIA IV		1,600		
駆動回路		2,500		
メモリボード		2,000		
制御用 WS	2,500			
補正レンズ		50,000	50,000	
デュワー内補正レンズ枠		2,000		
第1第2補正レンズ枠			5,000	
赤外線検出器		30,000	60,000	180,000
輸送費				1,000
小計	33,050	103,600	118,000	183,000
総計				437,650

注 検出器1個の値段を2000万円、補正レンズ(4枚組)を1億円として試算。

4 . 装置の詳細

4.1 装置の概観

4.1.1 構成

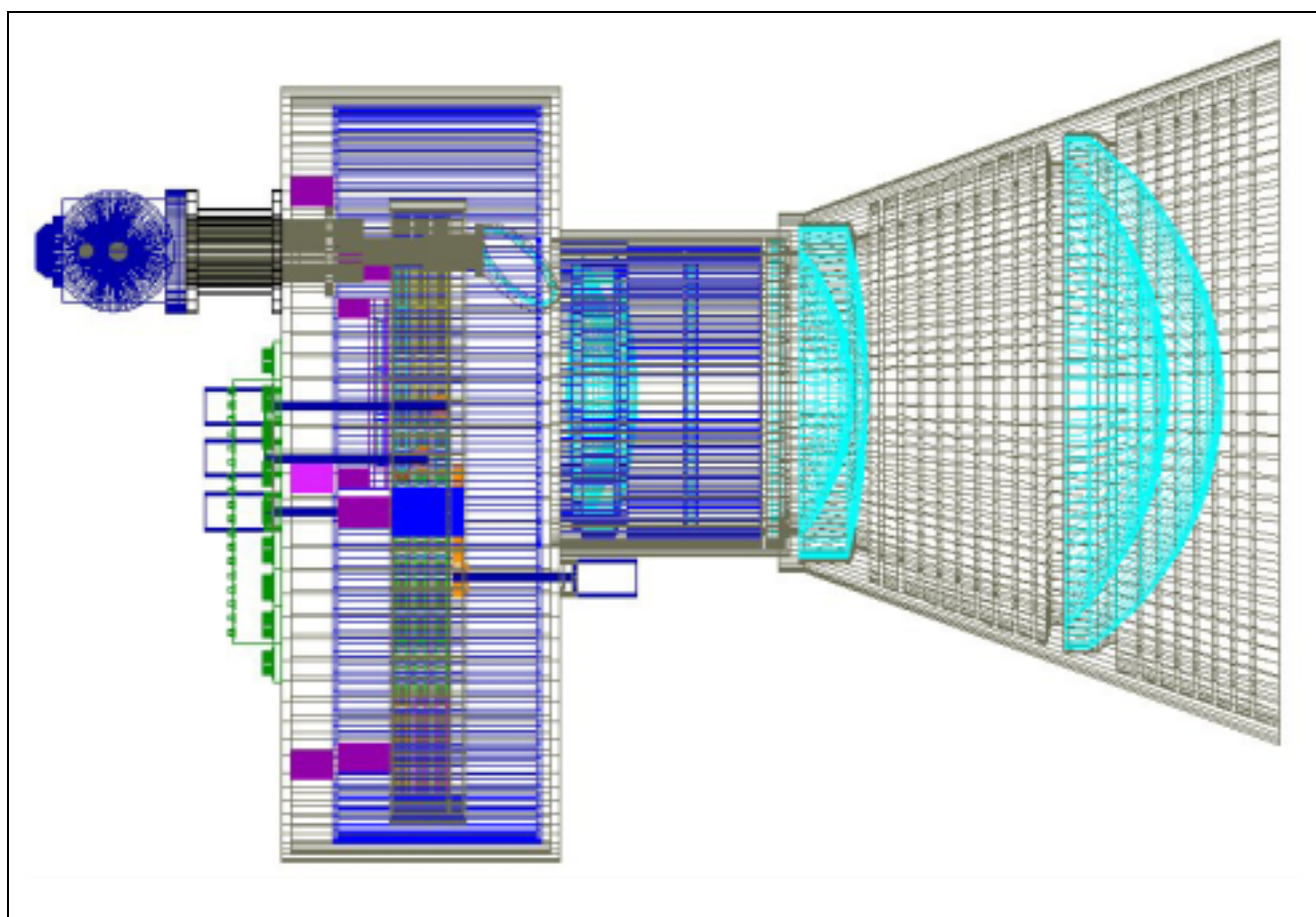
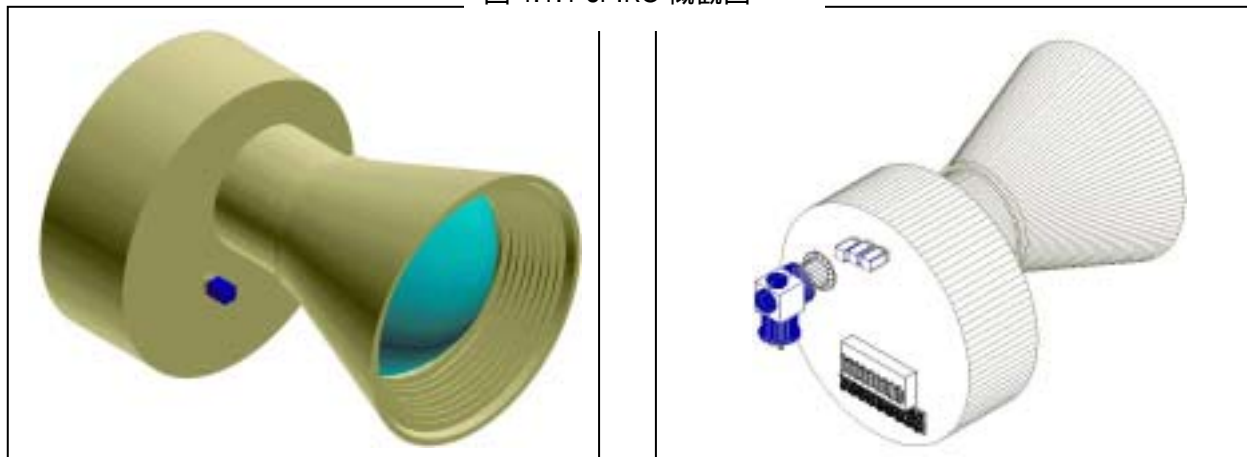
図 4.1.1 に装置の概観と透視図を示す。図 4.1.2.はデューワー部、コールドバツフル、補正レンズ部に分割した断面図と部品の名称である。装置の主な構成要素は以下のとおりである。

- (1) 常温補正レンズシステム(重さ約 160 kg)
 - 第1レンズ(大きさ 540mm、FPL51 ガラス材)
 - 第2レンズ(大きさ 350mm、FPL51 ガラス材)
 - レンズ取付枠(迷光防止ヒダ付き)
- (2) コールドバツフル部(外径 340 mm、重さ 55 kg)
 - ウィンドー(大きさ 320mm、厚み 15mm、FPL51)
 - 熱吸収ガラス板(300mm、厚み 5mm、fused quartz)
 - 第3補正レンズ(冷却または非冷却、大きさ 300mm、BaK4、主鏡側面は非球面)
 - 第4補正レンズ(冷却または非冷却、大きさ 300mm、FPL51、主鏡側面は非球面)
 - コールドバツフル(熱吸収ガラス枠兼用、第3、第4補正レンズ冷却の場合はレンズ枠を兼用)
- (3) デューワー本体(直径約 820mm、長さ 300mm、重さ約 175kg)
 - シャックハルトマン用斜鏡(移動式)
 - シャッター(回転式円盤型)
 - フィルターターレット(2段又は3段式)
 - フィルター(8～12種類)
 - ラジエーションシールド
 - 検出器(2048×2048HgCdTe 9個、3行3列)
 - コールドプレート
 - GM型冷凍機
 - 外部エレクトロニクス(プリアンプとクロックドライバー、デューワーの外側に設置)
- (4) 制御・データ取得システム
 - MESSIA IV
 - 36チャンネル駆動回路(MFront改良型)
 - ワークステーション

デューワー本体の大きさはほとんどフィルターターレットの大きさに決まっており、フィルターの枚数が多い程、デューワーも大きくなる。現在の案では光軸中心から最も遠いところで、530mmあり、主焦

点スペース 800mm(片側 400mm)には収まらない。主焦点スペースの制限を検討して、最終フィルター数を決定する。デュワーの背後には冷凍機、エレクトロニクスなどの発熱するものが

図 4.1.1 SPIRC 概観図



集められており、断熱シールドで覆い、廃熱する。

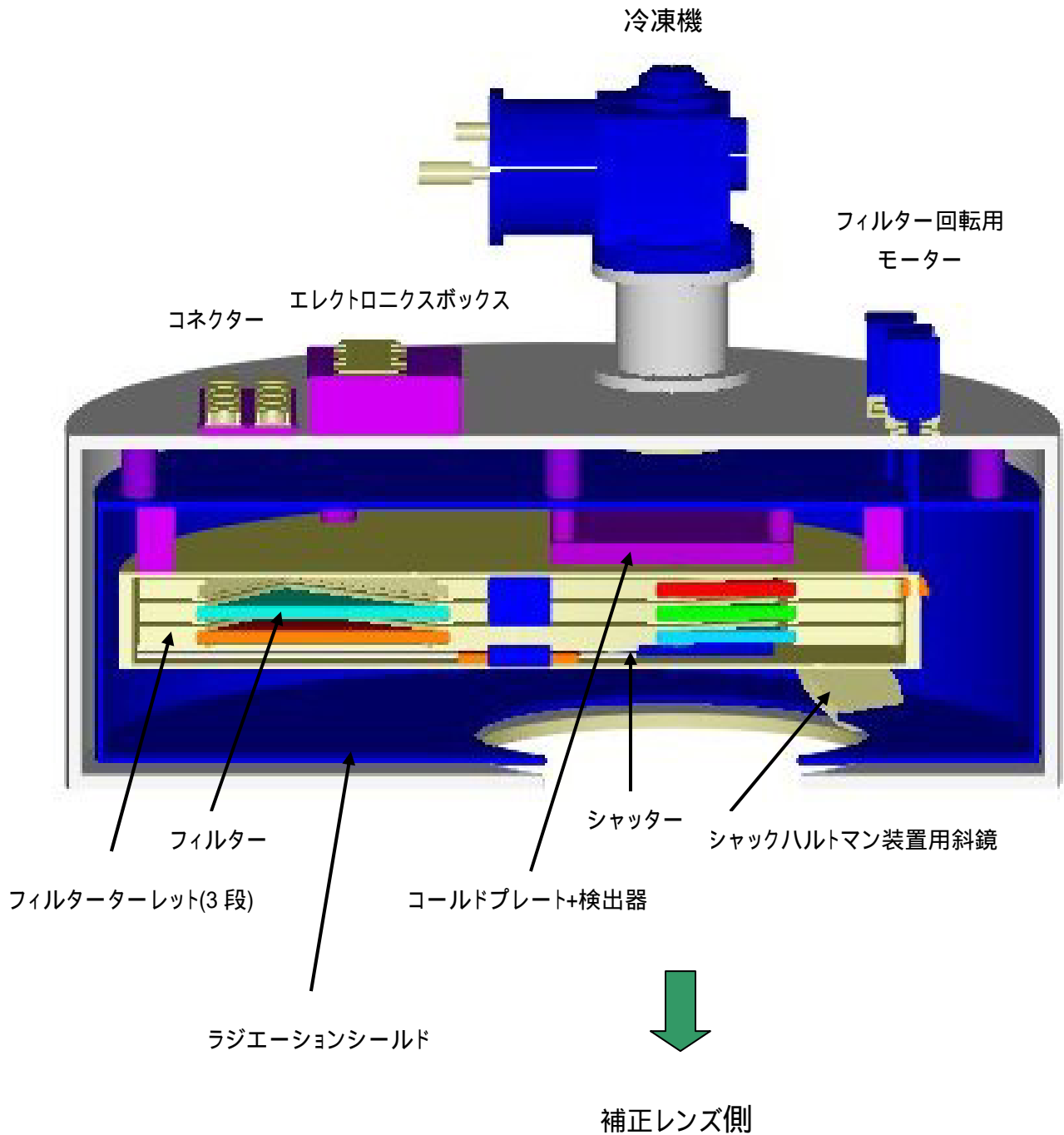
4.1.2 可視光カメラとの違い

可視光モザイクカメラ(SuprimeCAM)との基本的違いは

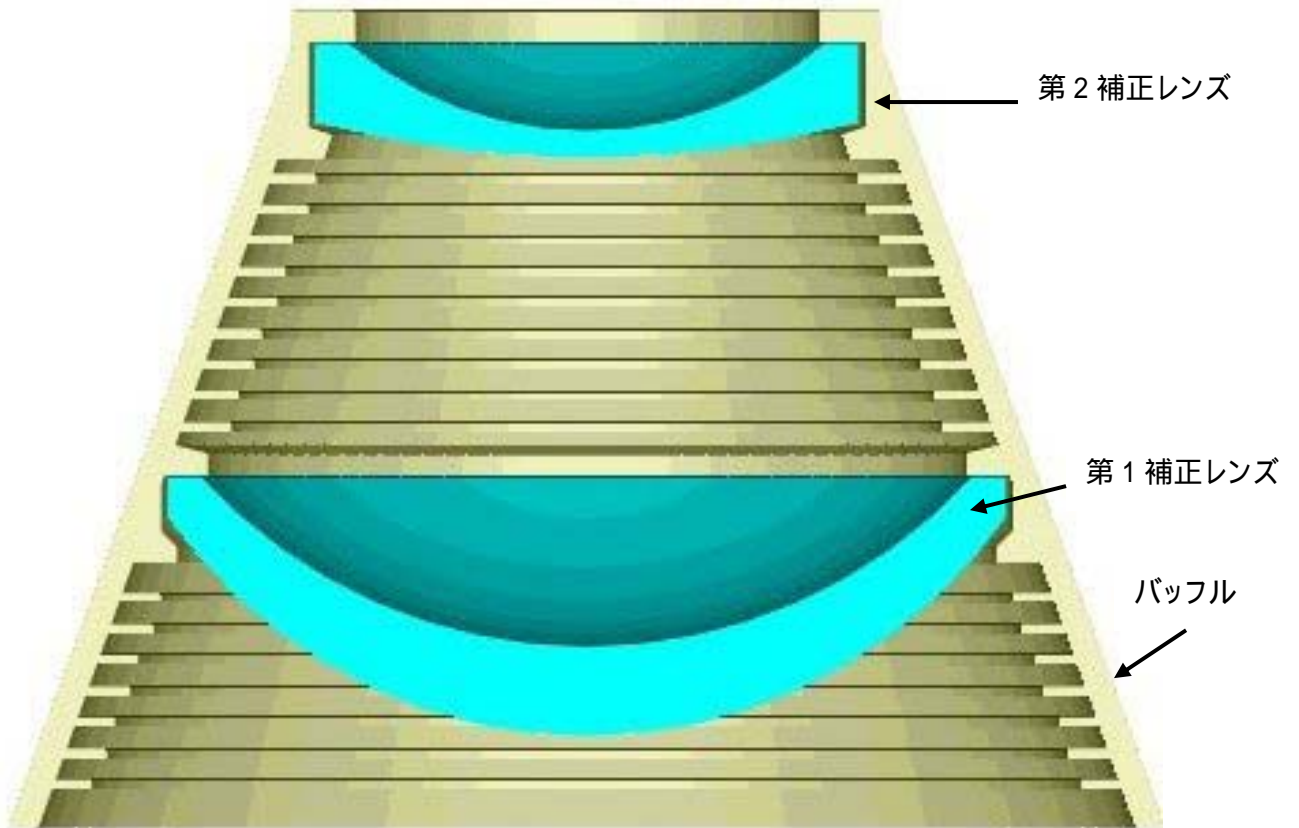
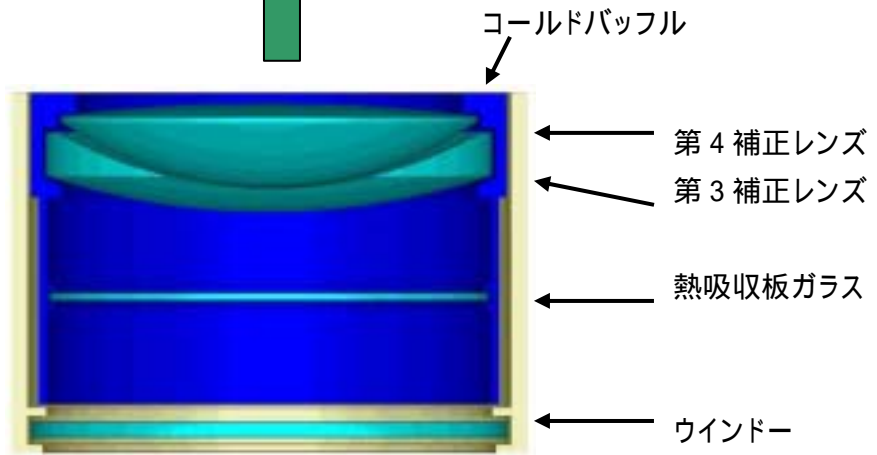
- ・大型シャッターをデュワーに内蔵して 160K 以下に冷却する
- ・フィルターをデュワーに内蔵して 160K 以下に冷却する
- ・冷却した長いバツフルを必要とする
- ・シャックハルトマン装置に光を導く光学系がデュワー内に必要
- ・3 buttable の検出器が得られないので、検出器間に隙間があき、fill-factor が小さい
- ・検出器の冷却温度が低く(約 80K)、かつデュワー内に内蔵し冷却する部品が多いので大型の冷凍機が必要
- ・フィルターターレットを内蔵するためにデュワーが大きくなる。
- ・背景放射が明るいので一回の露光は短時間(広帯域バンドで 10 秒 ~ 10 分)に制限されるため、高性能の高速シャッターと早い読み出し回路が必要
- ・コールドストップがないので望遠鏡からの熱輻射を防ぐ工夫が必要

などが挙げられる。一方、すでに SuprimeCAM によって開発されている多素子の読み出し回路、モザイク画像のデータ解析システムが利用できる。

図 4.1.2 SPIRC の断面図と構成要素



デュワー側



主鏡側

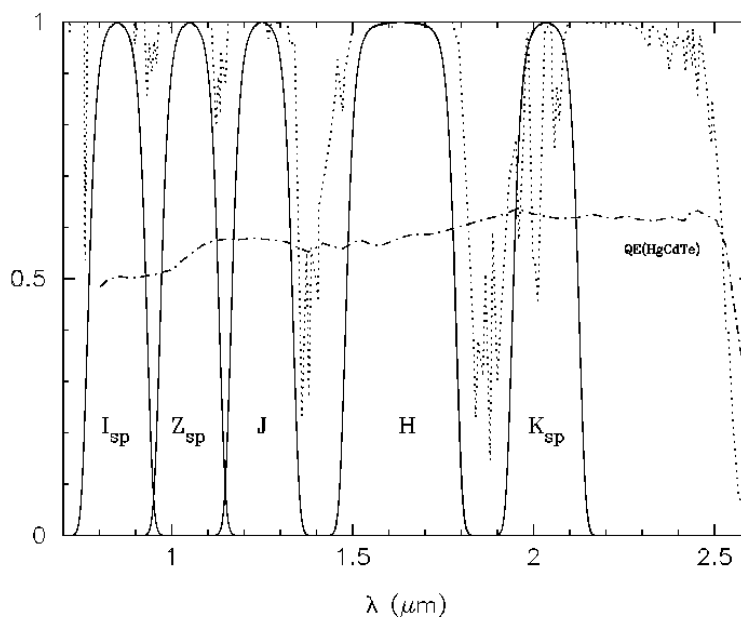
4.2 測光バンド特性

4.2.1 測光バンドの定義

SPIRC では 12 枚のフィルターを内蔵できる。(ただしデューワーの最大サイズの検討によっては、8 枚又は 9 枚の場合もあり得る。フィルターは内蔵されるため、頻繁な交換は難しい。従ってできるかぎり多数のフィルターを内蔵できるよう検討を進めていく)。その内、5~6 枚は標準の測光システムとして常備され、残りは干渉フィルターなどに利用される。

すばる主焦点で使う標準の広帯域フィルターの透過特性を図 4.2.1 に示す。透過率はすべて最大で 1 になるように規格化されている。 I_{sp} 、 Z_{sp} 、 K_{sp} はすばる用に新たに定義したものである(SP は Subaru Prime の略)。J と H は IR Consortium で合意され、製作された新しいバンドである。図 4.2.1 にはマウナケアでの大気吸収と MCT の量子効率も示してある。なお H バンドについては、バンド幅が広く、1 回の露出時間が短くなることから、H バンドを半分分割したフィルター H_{short} 、 H_{long} も考えている。これらは特に深宇宙での銀河の分光エネルギー分布や褐色矮星の探査に有効である。

図 4.2.1



フィルターの特性を表 4.2.1 に示す。0 mag フラックスは Vega の等級をすべてのバンドで 0 等と定義して、Vega の分光エネルギー分布を上図の透過特性で積分したのから求めた。Vega の絶対フラックスは Hayes(1985, IAU Symp 111, 225)、Blackwell(1983, MNRAS 205,897)、Mountain et al.(1985, A&Ap 151, 399)の観測データと Catelli& Kurucz(1994, ApJS 52, 121)の大気モデルを用いた。

表 4.2.1

バンド	eff		0 等級			
			flux		photon	AB 等級
	μm	μm	$\times 10^{-9} \text{W m}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$	Jy	$\times 10^8 \text{m}^{-2}\text{s}^{-1} \mu\text{m}^{-1}$	mag
I _{SP}	0.85	0.156	9.71	2318	412	0.49
Z _{SP}	1.05	0.156	5.41	1976	284	0.66
J	1.25	0.164	3.00	1558	188	0.92
H	1.63	0.298	1.18	1038	95.8	1.36
K _{SP}	2.03	0.178	0.533	734	54.4	1.74

ここで AB 等級は

$$AB = -2.5 \log f_{\nu} - 48.6$$

と定義される等級である。

4.2.2 最長露出時間

2048 × 2048MCT の飽和量は 1 ピクセル当たり約 $10^5 e^-$ である。一方近赤外線では背景放射が大きいので、背景放射のみで短時間に検出器の飽和光量に達する。そこで背景光が飽和量に達する露出時間を各バンドについて求めた。用いた背景の明るさ、望遠鏡とカメラの透過効率は「4.5 検出限界とサーベイパワー」の章にまとめられている値を用いた。

表 4.2.2 最長露出時間(秒)

I _{SP}	Z _{SP}	J	H	K _{SP} (1)	K _{SP} (2)	K _{SP} (3)
653	196	65	8	27	13	11

注 K_{SP}(1)、(2)、(3)はコールドバツフル長に関する3つの案(4.3 章)

検出器の直線性が飽和光量付近で悪くなるため、実際の観測では飽和より十分小さい光量で観測される。従ってHバンドでは観測が非常に困難になることが予想される。Hバンドの空の明るさはOHの夜光の変動によって変わる。ここでは比較的明るい場合を想定した。この表からもHバンドを2分割した方が良いことがわかる。

4.3 2 μm (K_{SP}) 観測の実現

コールドストップを持たない主焦点赤外線カメラの最大の欠点はKバンド観測が困難な点である。しかし従来のKバンドの短波長側に半分のバンド幅を持つ新しいKバンドフィルターと適当な長さのコールドバツフルとを用いることにより、有効波長 2.0 μm での観測が高い効率で可能である。広い視野を考慮すると 2 μm においても SPIRC は最も高いサーベ

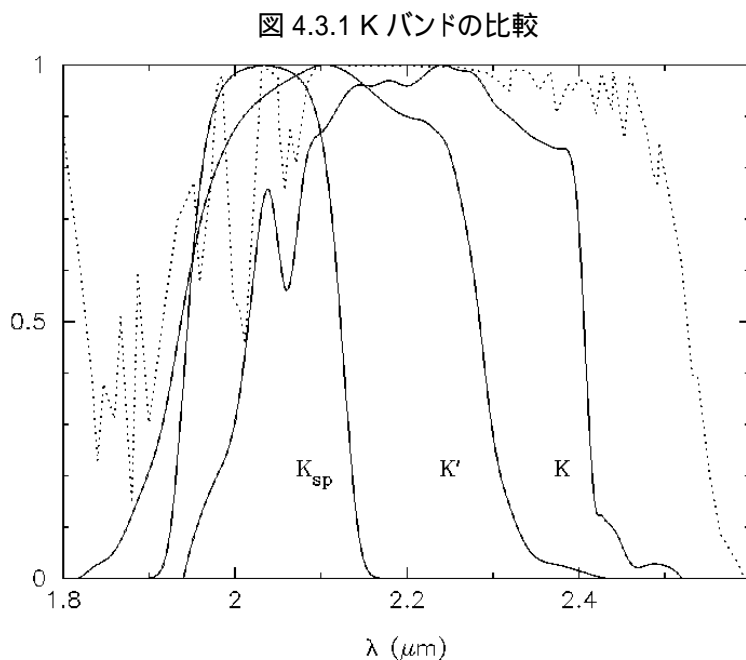
イパワーを持つ。

4.3.1 望遠鏡からの熱輻射

コールドストップを持たない SPIRC は、検出器が主鏡周辺の望遠鏡の一部と補正レンズを支える筒内を見込むためそこからの熱輻射の影響を受ける。Hバンドより短波長では OH 夜光による輻射の方が強くこの熱輻射の影響はないが、Kバンドでは圧倒的に強い輻射となり、検出限界は他の赤外線カメラに比較して非常に悪くなる。しかも HgCdTe 検出器の full well は $10^5 e^-$ と大変浅く、強い熱輻射によって短時間に well を満たしてしまうため、SPIRC による Kバンド観測はそのままでは事実上できない。

4.3.2 新Kバンド

望遠鏡からの熱輻射を軽減するために新しいKバンドを定義し、 K_{sp} (波長 $1.95 \mu m \sim 2.12 \mu m$ 、



バンド幅 $0.16 \mu m$) と名づける。従来の Kバンドと K_{sp} バンドの比較を図 4.3.1 に示す。K は Johnson (Bessell & Brett, 1988, PASP 100, 1134)、K' は大気による熱輻射を避けた Mouna Kea K (Wainscoat and Cowie, 1992, AJ 103, 332) である。点線はマウナケアにおける大気吸収である。 K_{sp} は K' の短波長側半分として定義した。 K_{sp} は大気の吸収の影響を少し受け、バンド内で約 7% の損失となる。フィルター内に入る 273K の熱輻射の影響は K の 13.5 分の 1、K' の 5.6 分の 1 となる。バンド幅を半分とすることで効率は半分になるが、熱輻射の

影響をそれ以上に押さえることができるので S/N は向上する。

4.3.3 バッフルとコールドバッフル

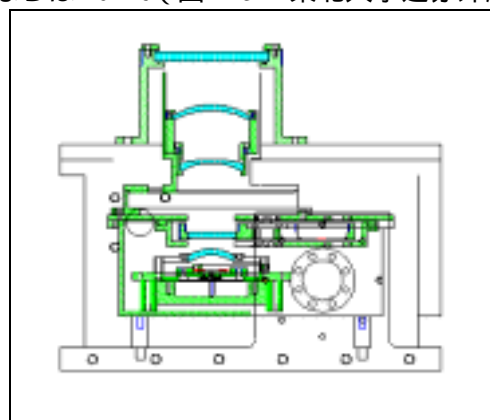
バッフルは視野以外から入射する光を遮るものである。視野 30 分角の外からの光は望遠鏡やドームの一部に反射して迷光として入射する。さらに補正レンズの表面で反射した光がレンズ枠の内壁に当たり、迷光となって検出器に入射する。可視光においては通常主焦点補正レンズの前に迷光を遮るバッフルを置く。その内壁は多重散乱を防ぐために、長さが最適されたヒダが刻まれ、さらにその内壁は入射した光を有効に吸収するために黒い塗料が塗られている。

一方 $2\ \mu\text{m}$ より長い赤外線観測においてはバッフルそのものから発する赤外線が強い熱雑音源となる。SPIRC は通常の赤外線カメラと異なり、コールドストップを持たないために可視光のバッフルは強い迷光源となる。近赤外線においてバッフルを有効にするためには冷却すれば良い。冷却したバッフルは長いほど有効であるが、けられを生じないようにするためには直径も大きくしなければならぬ。しかしどんなに長くしても望遠鏡やドームからの熱輻射を完全に取り除くことはできない。また補正レンズが検出器の前にあるためにバッフル長には制限がある。従って主焦点の構造上許される範囲で、できる限り長いコールドバッフルを用いて、 $2\ \mu\text{m}$ 帯での観測ができるように設計する。

補正レンズの前には、通常の可視光と同じようなメインビームの角度に合わせた内壁にヒダを持つバッフルを用いる。これは $2\ \mu\text{m}$ 以下での迷光を防ぐことと、バッフルが $2\ \mu\text{m}$ 以上での一様な熱雑音源となるようにして、フラット性能を高めるためである。

a) コールドバッフル長と検出限界

バッフルを冷却するためには KONIC(木曾観測所近赤外線カメラ)のようにバッフルをカメラデュワー内に入れる必要がある。さらに可能ならば TONIC(図 4.3.1 東北大学近赤外線カメラ)のように補正レンズをカメラ内に入れることにより、コールドバッフルはさらに長くすることができる。補正レンズを冷やすことが可能ならば、レンズからの放射率を下げ、背景熱雑音が減少する。ここでは図 4.3.2 のように 3 つの案について K_{sp} バンドにおけるバックグラウンドの明るさを評価する。



(1)案 : 第 3、第 4 補正レンズをデュワー内に入れる

(2)案 : 補正レンズの直後に窓を置く(補正レンズはデュワーの外)

(3)案 : コールドバッフル無し

(1)案 コールドバツフル長 360mm

補正レンズ全体をデュワー内に入れ、レンズ枠をマイナス 50 以下に冷却することで望遠鏡からの熱輻射を影響のない程に押さえることができる。しかし主鏡側に近い第1レンズと第2レンズは大変大きく(最大 50cm 余り)、デュワー内に入れることは困難である。そこでカメラ側に近い第3、第4レンズのみデュワー内に入れる。レンズの大きさは直径約 260mm である。レンズは比較的透過率が高いので必ずしも冷却する必要はない。むしろ冷却時のストレスを緩和するためにレンズとレンズ枠は熱絶縁性の高いプラスチック(デルリン、ポリカーボネイドなど)で結合する方法もある。第2レンズの直後にデュワーのウィンドーが来るように配置すればバツフル長が最長360mm となり、最も熱雑音が低くなる。この案ではシャックハルトマン用の斜鏡はデュワー内に入れる必要がある。

(2)案 コールドバツフル長 155mm

補正レンズはすべてデュワーの外に置くが、補正レンズの直後にデュワーの窓が来るように配置する。この時バツフル長は最長 155mm 程度となる。カメラを移動式にしない限り、シャックハルトマン用の斜鏡はデュワー内に入れる必要がある。

(3)案 コールドバツフル無し

特にコールドバツフルを持たせない。ただしラジエーションシールドがコールドバツフルの役目を成す。この時、80mm 相当のバツフル長が得られる。

b) バツフル長とバックグランド雑音

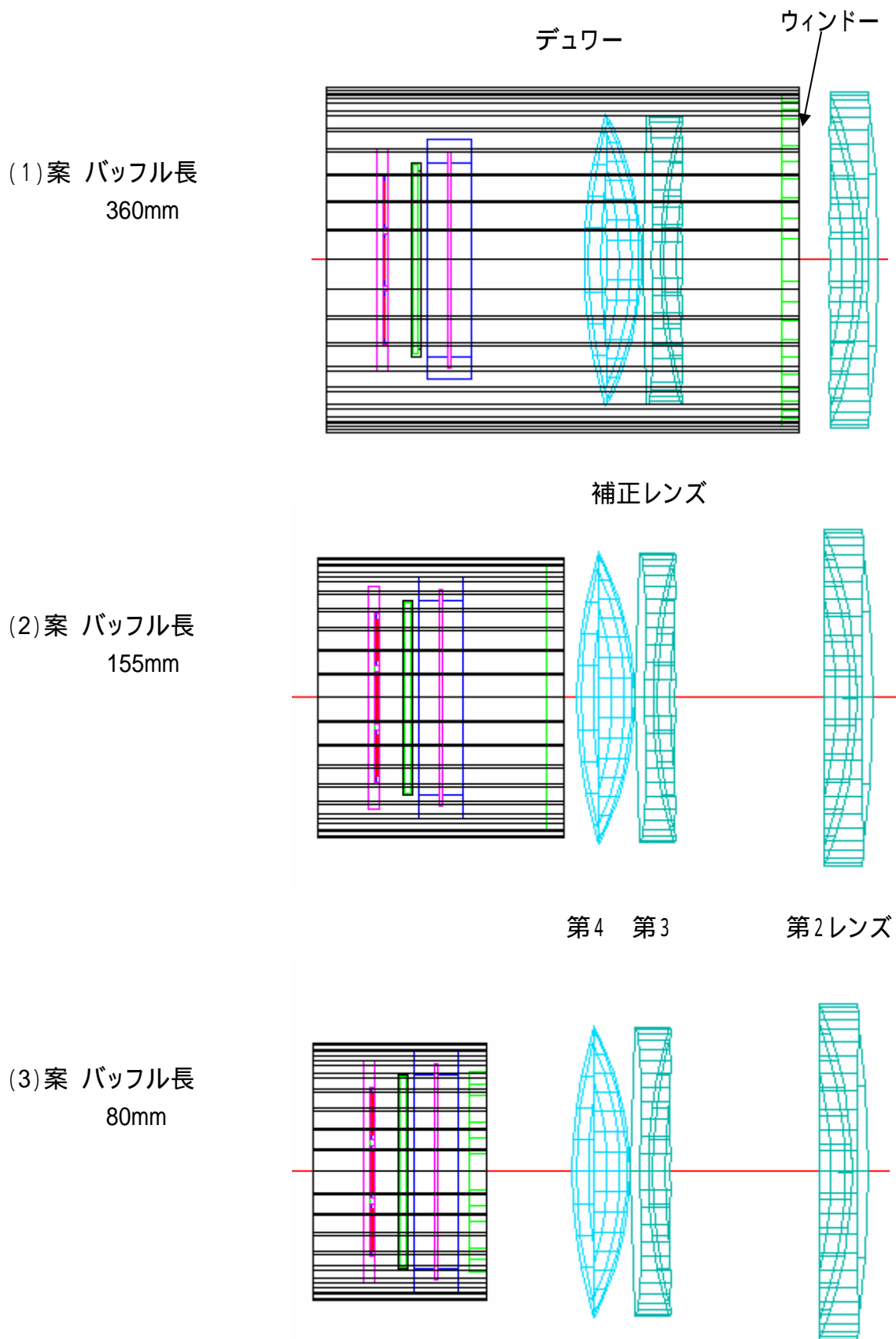
上記の条件で検出器に入射する熱雑音を評価した。以下にその計算結果を示す。この結果、コールドバツフル長 360mm の場合、 $2\ \mu\text{m}$ (K_{sp})での望遠鏡からの背景放射は空からの背景放射程度にまで押さえることができ、合計の背景雑音が従来の K バンド程度になる。すなわち $2\ \mu\text{m}$ 帯での観測が有効に行えることがわかる。

表 4.3.1 波長 $2\ \mu\text{m}$ における(1)(2)(3)案の場合の背景雑音

コールドバツフル長	360mm	155mm	80mm	
望遠鏡からの熱輻射	14.2	13.1	12.7	mag/arcsec ²
空からの背景輻射	14.9	14.9	14.9	
合計の背景輻射	13.7	12.9	12.6	

マウナケアの夜間の平均温度は夏で0度C、冬で - 4度Cなので、望遠鏡の温度は 273K とする。

図 4.3.2 デュワーとバッフル長



4.4 検出限界とサーベイパワー

4.4.1 限界等級

以下のデータを用いて各バンドでの検出限界を見積もった。ここでは S/N が一定値の場合の積分時間と限界等級の関係を求める。(各バンドの仕様に伴う諸量については「4.2 測光バンド特性」の章を参照)。SPIRC による近赤外線観測ではほとんどがバックグラウンドリミットになるので、限界等級はほぼ露出時間の平方根に比例して深くなる。また背景放射が明るいため、一回の露出時間には制限がある。実際の観測では短時間露光を適当な回数繰り返し、観測中にメモリ上で足し合わせる操作がなされる。この場合もバックグラウンドリミットであるので検出限界に差はない。

装置

口径	8.2m
口径比	1.92 (補正レンズ込み)
空間分解能	0.24"/pixel
リードアウトノイズ	30e-
ダーク	0.1/sec/pixel
シーイング	0.6"

効率

主鏡の反射率	0.95				
補正レンズの透過率	1枚 0.96 4枚で 0.85 (コーティングあり)				
デュワー窓の透過率	0.96 (コーティングあり)				
	I_{SP}	Z_{SP}	J	H	K_{SP}
フィルターの透過率	0.85	0.85	0.85	0.85	0.85
HgCdTe の量子効率	0.50	0.6	0.6	0.6	0.6
合計	0.33	0.4	0.4	0.4	0.4

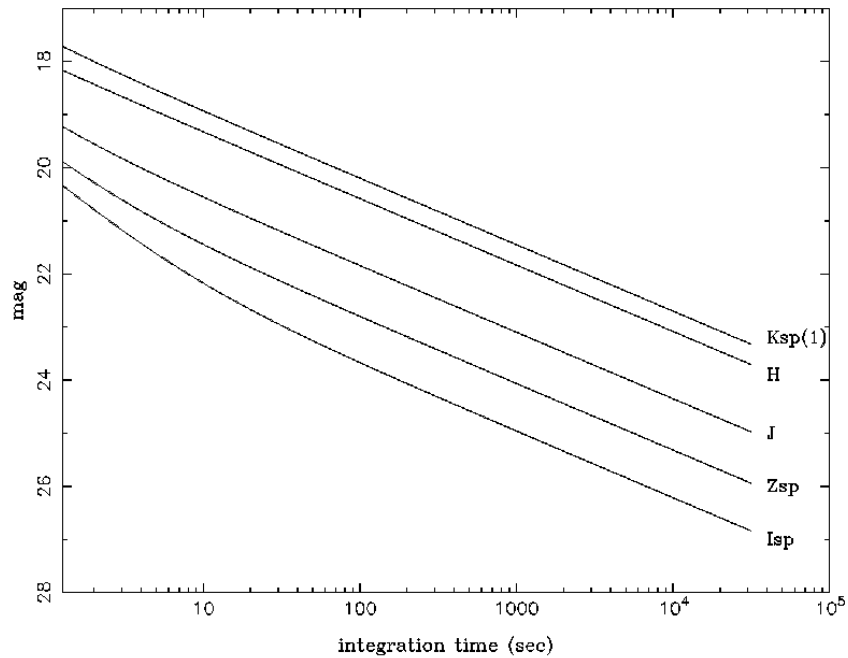
バックグラウンドの明るさ

バンド	明るさ		
	mag arcsec ⁻²		
I_{SP}	19		
Z_{SP}	17.5		I_{SP} と J の平均を仮定
J	15.9		
H	13.5		
$K_{SP}(1)$	13.7		コールドバッフル長 360mm
$K_{SP}(2)$	12.9		コールドバッフル長 155mm
$K_{SP}(3)$	12.7		コールドバッフル無

点源の検出限界(S/N=10、3x3 ピクセルで測光)

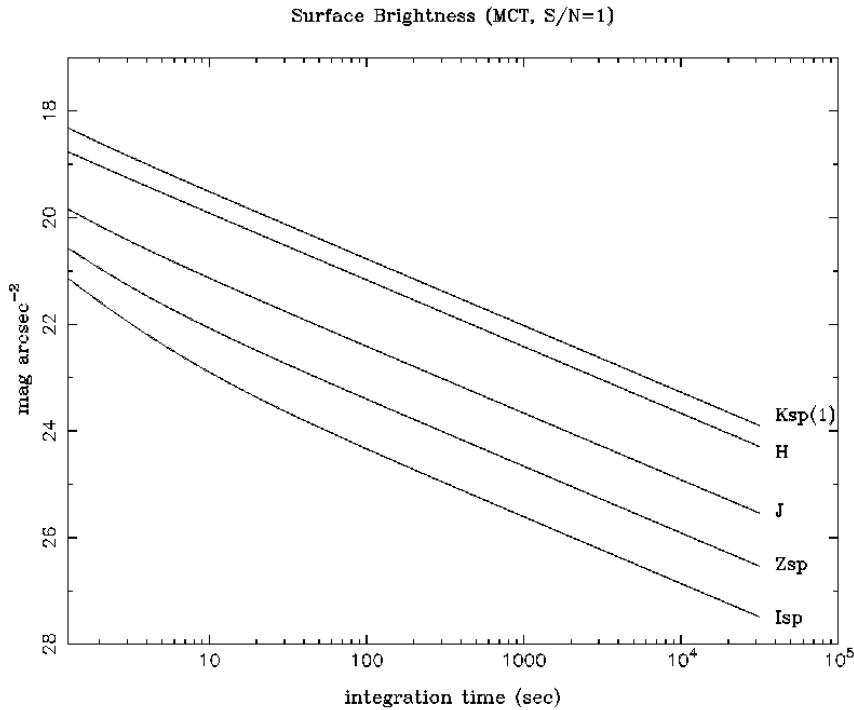
バンド	積分時間					秒
	1	10	100	1000	10000	
I _{SP}	20.3	22.3	23.8	25.1	26.3	mag
Z _{SP}	19.8	21.5	22.9	24.1	25.4	
J	19.1	20.6	21.9	23.1	24.4	
H	18.1	19.4	20.6	21.9	23.1	
K _{SP} (1)	17.6	19.0	20.2	21.5	22.7	
K _{SP} (2)	17.3	18.6	19.8	21.1	22.3	
K _{SP} (3)	17.2	18.5	19.7	21.0	22.2	

Point Sources (MCT,S/N=10)



表面輝度の検出限界(S/N=1)

バンド	積分時間					秒
	1	10	100	1000	10000	
I _{SP}	20.9	22.9	24.3	25.6	26.9	mag arcsec ⁻²
Z _{SP}	20.4	22.7	23.4	24.7	25.9	
J	19.7	21.1	22.4	23.7	24.9	
H	18.6	19.9	21.2	22.4	23.7	
K _{SP} (1)	18.2	19.5	20.8	22.0	23.3	
K _{SP} (2)	17.8	19.1	20.4	21.6	22.8	
K _{SP} (3)	17.7	19.0	20.3	21.5	22.8	



4.4.2 検出限界とサーベイパワーの他装置との比較

バックグラウンドリミットでかつシーイングリミットの場合、装置の効率が同じならば点源の検出限界は口径に比例して深くなる。従ってZ～Hバンドにおいては他の8m級望遠鏡のカメラとほぼ同等の検出限界を持つ。実際にはレンズの枚数が少ないこと、ピクセルスケールがシーイングに対して適度(0.24 秒角/pixel、平均シーイングのほぼ半分)であることにより高い効率が期待される。

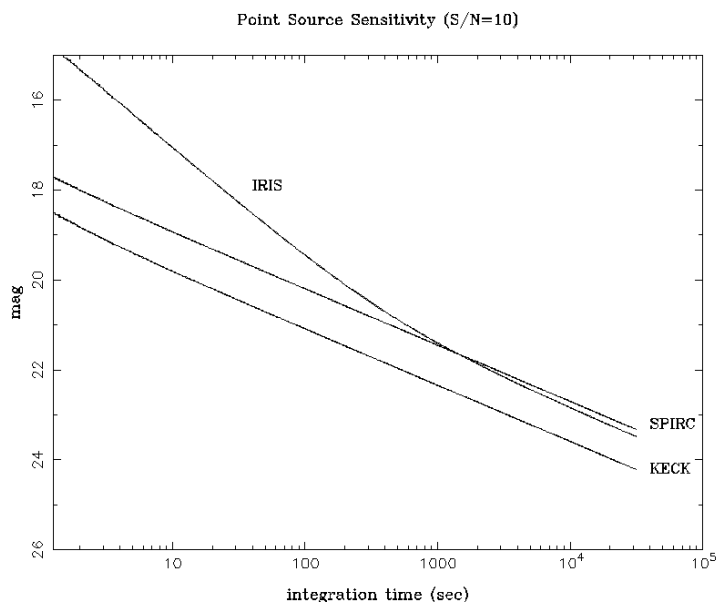
一方、KバンドにおいてSPIRCは高いバックグラウンドと半分のバンド幅のために他の装置と比べて検出限界は浅くなる。ここでは最も強力なライバルであるKeck望遠鏡のNIRCとIRISのKバンド観測と比較する。IRIS観測の特徴は背景放射の低さにある。Kバンドにおいては黄道光が主な自然背景光であり、地上の1000～3000分の1、21.4mag/arcsec²である(IRISが拓く天文学 p.10)。Keck望遠鏡ではNIRCに背景光の最も少ないK'フィルターの場合で計算した。

【限界等級】

点源の検出限界(S/N=10、3×3ピクセルで測光)の比較

カメラ	バンド	積分時間					秒
		1	10	100	1000	10000	
SPIRC	K _{SP} (1)	17.6	19.0	20.2	21.5	22.7	mag
Keck(NIRC)	K'	18.4	19.8	21.1	22.3	23.6	

IRIS	K	14.6	17.1	19.4	21.4	22.8	
------	---	------	------	------	------	------	--



表面輝度の検出限界(S/N=1)

カメラ	バンド	積分時間					秒
		1	10	100	1000	10000	
SPIRC	K _{SP} (1)	18.2	19.5	20.8	22.0	23.3	mag arcsec ⁻²
Keck(NIRC)	K'	18.7	20.8	21.4	22.6	23.9	
IRIS	K	18.3	20.8	23.1	25.1	26.5	

点光源の場合、IRIS では長時間積分で SPIRC とほぼ同じ検出限界となる。しかし 64 秒積分が一回の露光時間の最長なのでその重ねあわせをすることから実際の検出限界は少し悪くなる。Keck は約 1 等、SPIRC より深い。これは主にバックグラウンドの低い K' (sky = 14.7 mag/arcsec²、最高の条件を仮定)を採用したことによる。表面輝度では IRIS が圧倒的に深く、Kバンドでは空間分解能の低い広がった天体で IRIS が有利であることがわかる。

【サーベイパワー】

SPIRC は広い視野と大集光力に特色があり、サーベイ観測に威力を発揮する。そこでサーベイ観測の効率、サーベイパワー P を以下のように定義し、現在あるカメラや今後考えられるカメラと比較した。

$$P = A \times$$

A : 望遠鏡集光面積 m²

: 視野 degree²

I_{SP}、Z_{SP}、J、Hバンド

カメラ	望遠鏡	焦点	分解能 秒角/pixel	検出器	有効視野 分角×分角	P	
SPIRC	SUBARU 8.2m	主焦点 (F/2.0)	0.23	MCT2048×2048×3×3	20.6×20.6	6.22	
3色カメラ	SUBARU 8.2m	Cas (縮小 F/2.6)	0.18	MCT2048×2048×3	9.2×9.2	1.24	注1
CIRSI	WHT 4.2m	主焦点 (F/2.8)	0.32	MCT1024×1024×2×2	10.9×10.9	0.46	
NIRC	Keck 10m	Cas	0.15	InSb 256×256	0.64×0.64	0.009	注2
QUIRC	CFHT 3.6m	Cas	0.15	MCT1024×1024	2.56×2.56	0.019	

注1 2048×2048 検出器が直径6分角の視野内をカバーする縮小光学系を想定。しかし製作は困難が予想される。

注2 近い将来 1024×1024 InSb に置き換わると予想される。その場合 16 倍の 0.142。

Kバンドについてはバックグラウンドやバンド幅が異なるので次のように定義する。

$$P = A \times \theta \times \Delta\lambda / S$$

A : 集光面積 m²

θ : 視野 degree²

Δλ : バンド幅

S : バックグラウンドの明るさ

バンド幅はKバンドを1、バックグラウンドの明るさはKバンドの明るさ 13.7 mag/arcsec²(最高の条件の時)を1とする。

カメラ	望遠鏡	バンド	バンド幅	バックグラウンド	P	
SPIRC (1)	SUBARU 8.2m	K _{SP}	0.5	1	3.11	注3
(2)				2.09	1.49	注4
(3)				2.51	1.24	注5
3色カメラ	SUBARU 8.2m	K	1	1	1.24	
		K'	1	0.40	3.10	
NIRC	Keck 10m	K	1	1	0.009	
		K'	1	0.40	0.022	
		K'	1	0.40	0.35	注6
IRIS		K	1	8.3×10 ⁻⁴	0.73	注7

注3 コールドパッフル長 360mm (補正レンズ2枚がデューワー内)

注4 コールドパッフル長 155mm (補正レンズはデューワー外)

注5 コールドパッフル無し

注6 1024×1024 InSb の時

注7 長時間露光では SPIRC と検出がほぼ同じ限界等級なので視野の広さで評価

Kバンド波長帯における干渉フィルター($R \sim 50$)による観測については、補正レンズ筒と主鏡周囲からの熱輻射の影響を受け、SPIRC(1)の場合、波長 2.1、2.2、2.3 μm で $P=2.17$ 、1.53、0.79 となる。

以上のことから 0.8 μm ~ 2.1 μm の全波長域でサーベイパワーにおいて SPIRC は他の赤外線カメラを凌駕することがわかる。ここではモザイク観測の効率を考慮していないが、小さな視野でサーベイ観測を行う時、重なる視野が大きくなるために効率はさらに落ちる。従って広い視野の SPIRC はさらに有利になる。

4.5 補正レンズ系の設計と性能評価

一般の赤外線カメラではコールドストップを持つ再結像レンズ系を採用することにより 2 μm より長波長の観測を実現する。そこで我々は武山氏の協力を得てすばる主焦点での再結像レンズシステムを設計した。その結果最大 16 分角の視野で収差の小さな瞳と直径 13.8 μm (rms) の良好な星像が得られたものの、19 枚のレンズを必要し現実的ではないことから 30 分角の再結像レンズ系は断念した。

4.5.1 キャノン補正レンズ系

すばる主焦点用の補正レンズ系としては成相他とキャノンによって赤外線透過率の高い FPL51 ガラス材を用いた 3 枚レンズ系と FPL51 のレンズ 3 枚と BaK4 レンズ 1 枚の 4 枚レンズ系が提案されている。(CaF₂ 材は理想的であるが国内では最大 26cm のものまでしか得られず、すばる用の大型のものは入手が困難である)。3 枚レンズ系は第 1 レンズ径が 66cm にもなり、熱伝導率が大変小さい FPL51 材を研磨するのは困難が予想される。しかし赤外線放射率が低く、また第 3 レンズをデュワーに入れるだけで長いコールドバッフルが得られ、 K_{sp} バンドでの観測の検出限界をさらに高めることができる。一方 4 枚レンズ系では最大の第 1 レンズ系は 52cm であり、より現実的である。しかし第 3 レンズの BaK4 は近赤外線の透過率が余り高くない。BaK4 ガラス材は我々の提案する K_{sp} バンドの中心波長 2.03 μm で約 7% の放射率となり、バックグラウンドを増加させる。どちらの補正レンズを採用するかは今後の技術的検討の結果判断する必要がある。

ここでは 4 枚レンズ系の光学設計について検討する。キャノンの 4 枚補正レンズ案は主鏡に近い側からメニスカスの第 1、2 レンズ(材質 FPL51)、メニスカス第 3 レンズ(BaK4)、両凸第 4 レンズ(FPL51)から成る。設計データを用いて ZE-MAX でキャノン案の再現を試みた(土居氏の協力)。第 3 と第 4 レンズの焦点側 2 面は 10 次項までの非球面、その他の面は

球面である。 30分角視野の端の星像大きさを次の表にまとめた。いずれも80%のエネルギーが含まれる直径である。主鏡の口径比が1.83に対し有効口径比は1.92となる。ちなみにMCT検出器のピクセルサイズ18 μm は0.236秒角に相当する。

表 4.5.1 補正レンズ系を用いた星像の大きさ (80%の光量が入る大きさ)

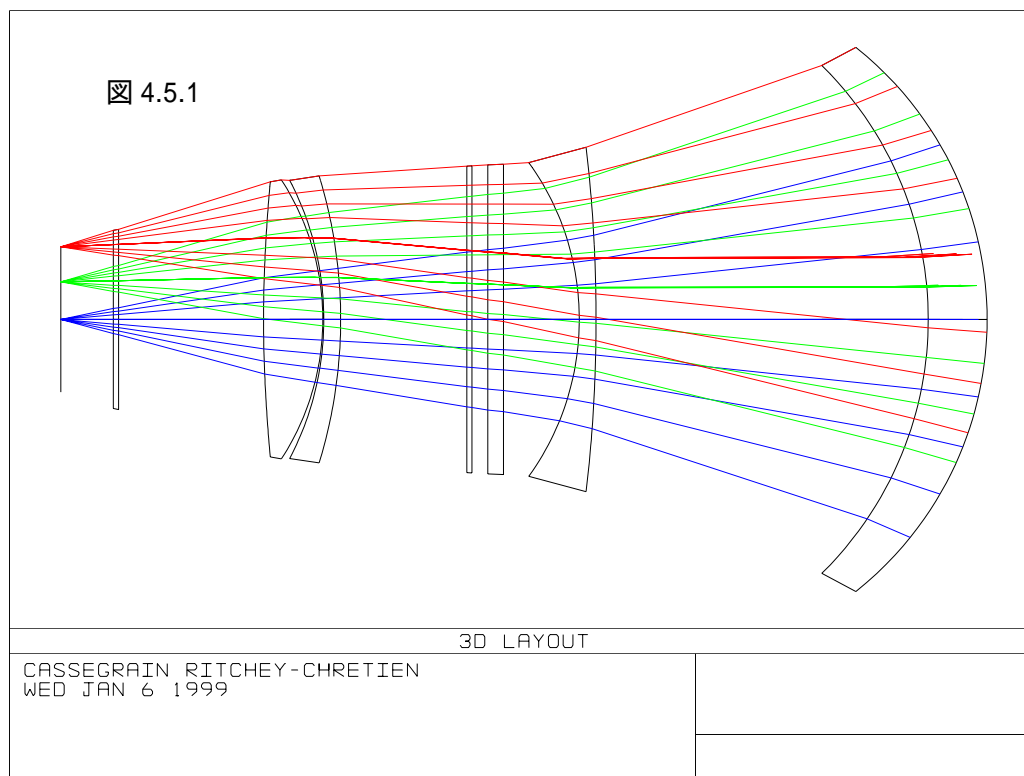
	l_{SP}	Z_{SP}	J	H	K_{SP}	
キャノン案	0.29	0.28	0.26	0.26	0.29	秒角
6次項案	0.43	0.30	0.25	0.30	0.39	秒角

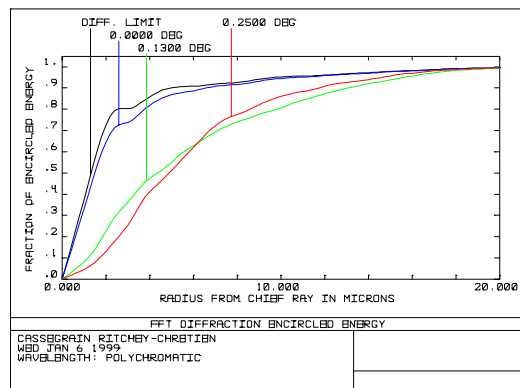
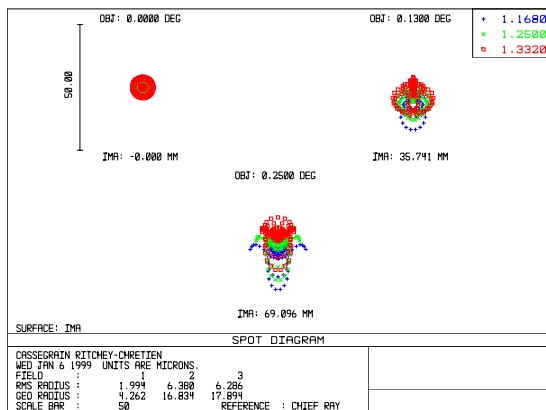
4.5.2 6次項補正レンズ系

10次項までの研磨が現実的かどうか不明なので、キャノン案を基本に6次項までの非球面を2面持つ光学系を求めた。なおデュワーのウィンドー(厚さ15mm、FPL51材)を第2と第3レンズの間に、熱吸収ガラス用5mm厚の熔融石英をウィンドーの直後に、10mm厚のフィルターを焦点前に置いた。星像の大きさを上表でキャノン案と比較する。6次案では軸上の色倍率の差があるため、焦点位置を各バンドで最大 $\pm 40\mu\text{m}$ 変える必要があり、その結果焦点距離は $\pm 0.05\%$ 変化する。

キャノン案と比較して理想的な星像ではないが、補正レンズの設置誤差による星像の変化をこの6次項案で評価する。(我々の持っているZE-MAX光学設計ソフトのバージョンのレベルが低く、キャノン案を入力できない事情による)。

ZE-MAXによる光学系の側面図、Jバンドでのスポットダイヤグラム(視野0、8分角、15分角)、エネルギー積分図を図3.5.1に示す。レンズは常温であるとした。





System/Prescription Data

Eff. Focal Len. : 15720 (in air)

SURFACE DATA SUMMARY:

Surf	Type	Radius	Thickness	Glass	Diameter	Conic
OBJ	STANDARD	Infinity	Infinity		0	0
1	STANDARD	Infinity	14220		8324.094	0
STO	STANDARD	-30000	-14183.25	MIRROR	8202.446	-1.00835
3	STANDARD	-330.7059	-56	FPL51	517.6801	0
4	STANDARD	-338.7666	-316.0325		483.1057	0
5	STANDARD	-1430.437	-16	FPL51	327.7078	0
6	EVENASPH	-240.7537	-71.9951		298.5088	0
7	STANDARD	Infinity	-15	FPL51	295.3361	0
8	STANDARD	Infinity	-15		294.0035	0
9	STANDARD	Infinity	-5	S102	292.0201	0
10	STANDARD	Infinity	-120		291.5631	0
11	STANDARD	-465.8215	-16	BAK4	272.9921	0
12	STANDARD	-285.8734	-1		264.5785	0
13	STANDARD	-243.2325	-56.3635	FPL51	265.3608	0
14	EVENASPH	543.7279	-137.8451		261.6862	0
15	STANDARD	Infinity	-5	PK50	171.4997	0
16	STANDARD	Infinity	-50		169.4791	0
IMA	STANDARD	Infinity	0		138.2158	0

Surface 6 : EVENASPH

Coeff on r 2 : 0.0001370935

Coeff on r 4 : 1.290548e-009

Coeff on r 6 : 1.37717e-014
Surface 14 : EVENASPH
Coeff on r 2 : -0.0005032537
Coeff on r 4 : -3.434809e-009
Coeff on r 6 : 7.19819e-015

4.5.3 光学系の誤差と星像の広がり (TBD)

- ・ デュワーを真空に引いたときの窓材のたわみと星像(TBD)
- ・ 補正レンズの冷却時の収差(TBD)

4.5.4 AR コーティング(TBD)

4.6 冷却時間

冷却時間の計算において冷凍機は十分能力があるものとして扱い、単純化したデュワーのモデルを想定して各部分において次の1次元の非定常熱伝導方程式を数値的に解いた。

$$\rho c \frac{\partial T}{\partial t} = \frac{\kappa}{r} \frac{\partial}{\partial r} \left(r \frac{\partial T}{\partial r} \right) \quad (1)$$

ここで、 ρ 、 c はそれぞれ密度、比熱、熱伝導率を表す。 c は温度の関数であるが、ここでは簡単化のため室温での値を用い温度によらず一定であるとする。今後カメラの構造の基本構造がある程度煮詰まった段階で FEM を用いた詳細な熱解析を行う予定である。

4.6.1 デュワーの冷却時間

デュワーの構造と内部部品の詳細がまだ確定していないので、我々の製作した木曾観測所の赤外線カメラ(KONIC)の実験結果を参考にして概算する。冷却時間は熱容量と熱接触抵抗に比例し、冷凍機の能力に反比例する。接触抵抗は KONIC と同じとして、熱容量のみで評価する。

コールドプレートの面積は KONIC の約 4 倍、厚みは 2 倍である。従って約 8 倍の冷却時間となる。また冷凍機の能力は 5 倍となるので、冷却時間は 8 時間(KONIC) \times 8/5 = 13 時間である。

一方ラジエーションシールド、フィルターターレット、シャッターの合計熱容量は KONIC の約 50 倍である。冷凍機の能力は 6 倍なので、冷却時間は 8 時間(KONIC) \times 50/6 = 67 時間である。実際にはフィルターと補正レンズが冷却時に脆性破壊を起こさないように冷却時間が考慮される。

4.6.2 フィルターと補正レンズの冷却シュミレーション

赤外線装置ではフィルターを冷却してフィルターそのものからの赤外線放射を防ぐ必要がある。本計画で使用するMCTは感度が $2.5\mu\text{m}$ までであるのでフィルターの冷却は必須である。30分角の視野を覆うフィルターは直径14cm以上の大きさになる。大型干渉フィルターは光学研磨の困難さやガラスの張り合わせなどによって必然的に厚くなる。一般にガラス材は赤外線の吸収率が高く大気や望遠鏡などからの赤外線によって暖められやすい。さらに熱伝導性が悪いために大型フィルターは冷えない可能性がある。特に厚いフィルターは通常のフィルター枠では熱浴に接する面積が少なくなり、さらに冷えにくくなる。そこで冷却のシュミレーションを行った。

(a) フィルターの長波長吸収

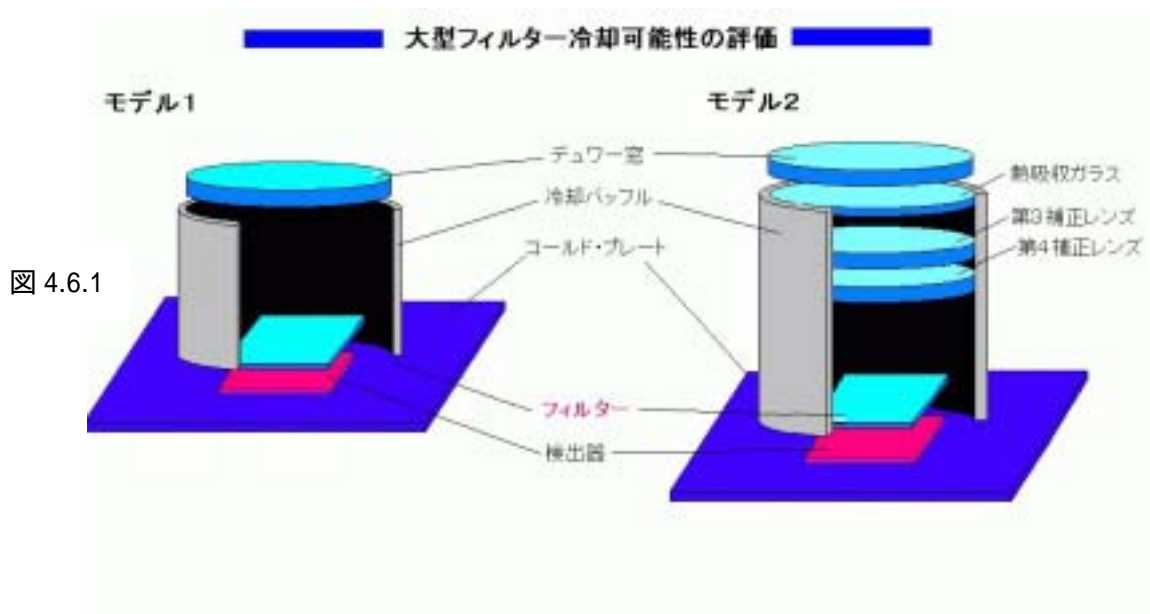
干渉フィルターがバンド外の赤外線を反射するならばフィルターは外部からの熱輻射によって暖まることはない。そこで Barr Associate 社製の J、H、K フィルターの透過率と反射率を測定して、吸収率を求めた。測定結果をまとめると

2.2 μm ~ 25 μm で

(1) バンド外での全波長の透過率は測定機の精度(約 0.01%)以下

(2) 反射率は 3.5 μm から 25 μm で平均して 20 ~ 30%

従ってフィルターは 3.5 μm より長波長の輻射を 75% 吸収するものとした。



(b) モデル1 (補正レンズは窓の外)

外気は 273K とする。主鏡側から順番に
・窓材

FPL51 大きさ直径 260mm、厚さ 15mm

3.5 μm より長波長で全吸収

・フィルター

3.5 μm より長波長で 75%吸収

・コールドバツフルは 200K。高さは検出器から 155mm

・フィルターは 160K の熱浴に接する。大きさは 170mm \times 170mm、厚さ 5, 10, 15mm

・検出器とコールドプレートは 80K

(c) モデル 2 (第3、第4補正レンズはデュワー内にて冷却)

・窓材、フィルターはモデル1と同じ

・熱吸収ガラス

FPL51、大きさ直径 260mm、厚さ 5mm

・第3補正レンズ

BaK4 大きさ直径 260mm、厚さ 24mm 平行平板と仮定

2.5 μm より長波長で全吸収

・第4補正レンズ

FPL51 大きさ直径 260mm、厚さ 25mm 平行平板と仮定

3.5 μm より長波長で全吸収

・第3レンズ、第4レンズは 200K のコールドバツフルに接している

・コールドバツフルの高さはフィルターから 360mm

(d) ガラスの脆性破壊

ガラスは急激に冷却すると熱収縮のために破壊されてしまう。これは、ガラスの熱伝導率が低く温度勾配が金属等に比べ急になるためと、塑性変形が起こらず脆性が大いいために依る。したがって、冷却する際には内部応力が高まり脆性破壊が起きないように配慮する必要がある。ガラス内部の温度勾配に依る応力([Pa])は、熱膨張率を [K⁻¹]、ヤング率を E [Pa]として

$$= \epsilon \Delta T$$

と表すことができる。レンズの内部応力がガラスの設計応力値(70kgfcm⁻²)を超えると脆性破壊を起こし、割れる。そこで冷却時間とともに各時間での内部応力の計算も行なった。

冷却時間については、ガラスの熱伝導率が低い(アルミの 1/200 以下)熱の移動が容易に行なわれず、レンズのサイズ自体も非常に大きいので、レンズ周囲の温度がレンズ自体に伝達される時間に比べ(Lens Limb の温度変化)、Lens Limb の温度が中心に伝達されるのに時間がかかることになり(Lens Center の温度変化)、結果的にレンズ中心まで冷却する時間はレンズ周囲を冷却する冷却レートにあまり依らなくなる。

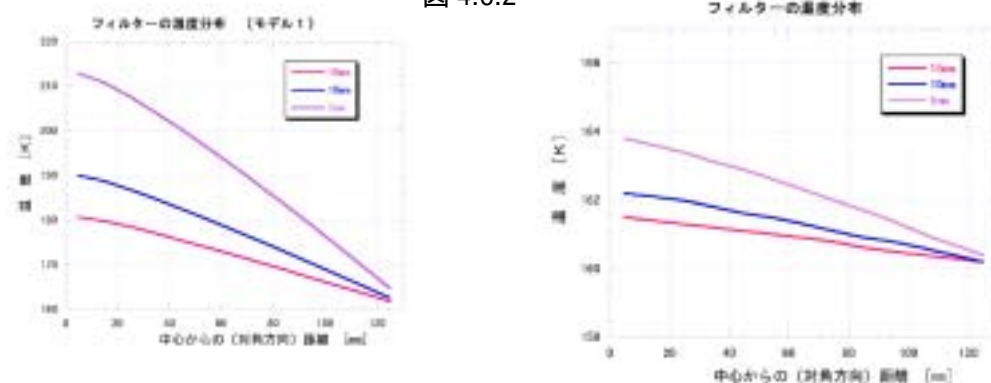
内部応力に関しては、温度勾配が最も急な Lens Limb 部で最も大きくなる。その部分の

応力値は冷却開始とともに上昇し、Lens Limb 部の温度がその周囲のレンズ支持部の温度に近づくにしたがって緩和されていく。脆性破壊を起こさないようにするためにはゆっくりと冷やすほうが良い。

(e) フィルターの冷却

脆性破壊を起こさずにゆっくり冷却した場合、約 70 時間で平衡温度に達する。しかしその達成

図 4.6.2



温度と温度分布はモデル1と2で大きく異なる。フィルターは 170K 以下に冷える必要があるが、モデル1の場合は図 4.6.2(左)に示すように厚み 10mm の場合、中央で 190K にしかならず不十分である。温度勾配は 30K と大きく、背景雑音の非一様性を生む。一方モデル2(右図)では熱が熱吸収ガラスと補正レンズに吸収されるのでフィルターに入射する赤外線が軽減される。その結果ほぼ目的のフィルター温度に達し、温度差もわずか2度である。

(f) 補正レンズの冷却

モデル2における補正レンズ中央部の冷却時間を図 4.6.3 に示す。フィルターと同様ほぼ 70 時間で平衡温度に達する。熱吸収ガラスの温度は高いが、補正レンズはほぼ目標の温度に達している。図 4.6.4 は平衡に達した時の各レンズの温度分布である。熱吸収ガラスの温度勾配は非常に大きいですが、補正レンズでは中心と端で4度以下である。熱吸収ガラスを入れない場合には第3補正レンズの温度非一様性は 15 度に達する。熱吸収ガラスは薄い平行平板なので温度勾配が与える光学性能の影響は少ないものと思われる。今後この温度勾配を考慮した光学性能を評価する。モデル2の場合の冷却中にレンズとフィルターにかかる応力と破壊応力との比の時間変化を図 4.6.5 に示す。いずれも1以下なので脆性破壊は起こらないことがわかる。

図 4.6.3

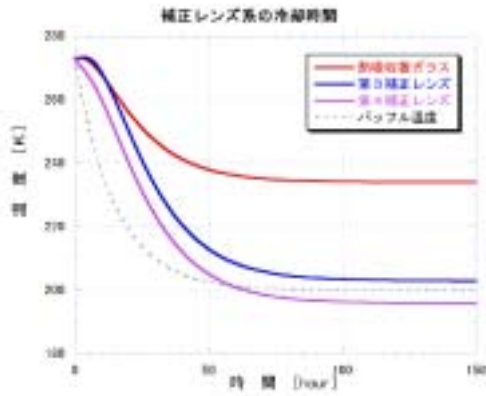


図 4.6.4

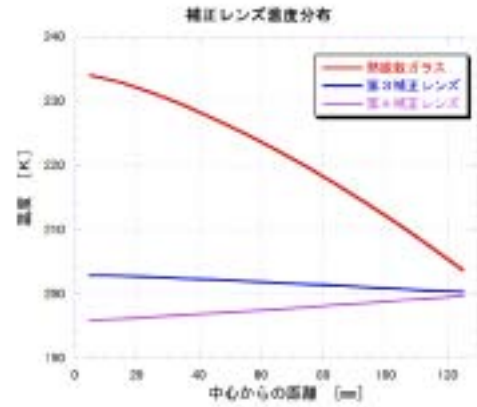
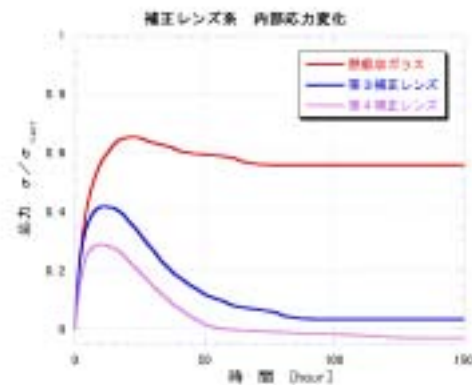
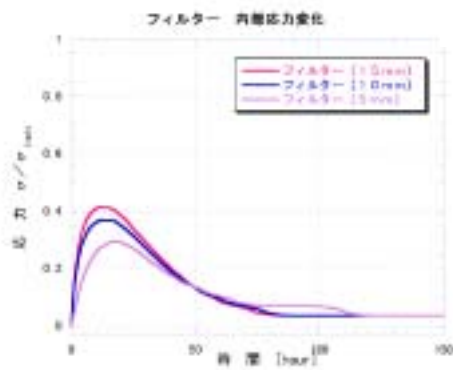


図 4.6.5



4.7 冷凍機の能力

デュワー内部を冷却する冷凍機の能力を評価する。外気は 283K とし、各部分は以下の温度に冷却する。

- ・検出器、コールドプレート 80K
- ・ラジエーションシールド、フィルター 120K
- ・補正レンズ 200K

デュワーの外部から入ってくる熱源は

- ・カメラ窓から入ってくる外気からの輻射
- ・デュワー壁からの輻射
- ・ラジエーションシールドを支える柱からの熱伝導
- ・検出器を駆動する導線からの熱伝導

- ・検出器からの発熱
- ・デュワー内部での対流による熱流入

などが考えられる。デュワー内の真空度は十分高いので対流は無視できる。それ以外の熱源からの流入を各部分毎に以下のように計算し、必要とする冷凍機の能力を求める。

a) 補正レンズ部

補正レンズは 200K のバツフルに固定され、冷却される。熱源はカメラ窓から入ってくる熱輻射とデュワー外壁からの熱輻射、支柱からの熱伝導である。輻射による熱流入量は次式で表される。

$$\dot{Q} = \sigma S (T_H^4 - T_L^4) \frac{\epsilon_H \epsilon_L}{\epsilon_H + \epsilon_L - \epsilon_H \epsilon_L} \quad (1)$$

ここで σ はステファンボルツマン定数($=5.67 \times 10^{-8} \text{Wm}^{-2}\text{K}^{-4}$)、 T_H は外気(283K)、 T_L は補正レンズ(200K)の温度、 ϵ_H 、 ϵ_L はそれぞれ外気とレンズの放射率とする。ここで $\epsilon_H = \epsilon_L = 1$ と仮定する。補正レンズは $3.5 \mu\text{m}$ より長波長での吸収率が高いので窓を通して入る外気からの大半の熱輻射を吸収する。 S は窓の面積(直径 30cm)である。デュワー壁からの熱流入にも上式を用いる。レンズは円筒状のコールドバツフル(200K)で支える。デュワー壁とバツフルは放射率を小さくするために研磨されており($\epsilon_H = \epsilon_L = 0.05$)、表面積 $S = 2 \cdot 0.15 \cdot 0.21$ として計算する。

コールドバツフルを支える支柱による熱流入は

$$\dot{Q} = \kappa \frac{A}{L} (T_H - T_L) \quad (2)$$

で表される。 κ は物質の平均熱伝導率、 A と L はそれぞれ支柱接点の表面積と長さである。支柱にファイバークラス(G10)($=4 \times 10^{-3} \text{Wcm}^{-1}\text{K}^{-1}$)を用いる。断面積 1cm^2 、長さ 2cm の支柱を 6 本用いて支える。

以上の条件から流入する熱流量を計算すると

窓からの熱輻射	19.29W
デュワー壁から熱輻射	1.38W
支柱からの熱伝導	1.00W
合計	21.67W

b) ラジエーションシールド、フィルター

検出器、フィルター、シャッター部分はラジエーションシールドで覆う。200K の補正レンズからの輻射 ($T_H=200\text{K}$ 、 $T_L=120\text{K}$ 、 $\epsilon_H = \epsilon_L=1.0$)、デュワー壁からラジエーションシールド流入する熱 ($T_H=283\text{K}$ 、 $T_L=120\text{K}$ 、 $\epsilon_H = \epsilon_L=0.05$) は式(1)を用いて計算する。枠を含むフィルターの面積は $180\text{mm} \times 180\text{mm}$ とする。ラジエーションシールドはデュワーの大きさが決定していないのでここでは暫定的に、直径 80cm 、長さ 20cm の円筒形を考える。支柱は断面積 4cm^2 、長さ 5cm の G10 製とし、12 本で支える。

以上の条件から流入する熱流量を計算すると

補正レンズからの輻射	2.56W
デュワー壁から熱輻射	4.53W
支柱からの熱伝導	6.26W
合計	13.35W

c) 検出器及びコールドプレート

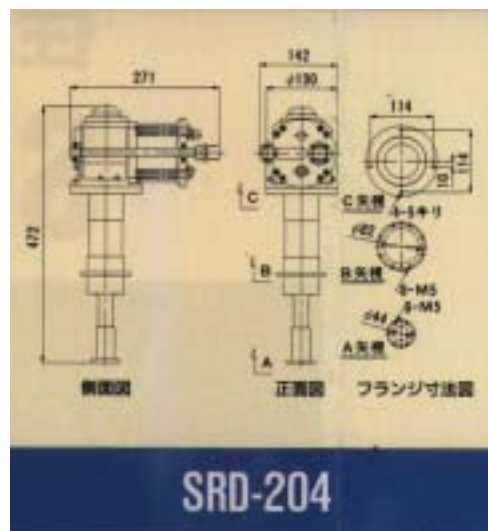
検出器部を含むコールドプレートは 80K に冷却する。80K 部分は 20cm × 20cm × 10cm のボックスを考え、ラジエーションシールド(120K)によって外気と遮断されている。ラジエーションシールド内壁とコールドプレート部は迷光を防ぐために放射率が 1 の塗料を塗る。従って $\epsilon_H = \epsilon_L = 1.0$ である。ボックスは断面積 4cm²、長さ 5cm の 4 本の G10 製支柱で支えられている。検出器につながる導線からの熱伝導は式(2)で表される。導線は外気と接しているので $T_H = 283K$ である。配線には flexible print circuit(FPC)を用いるので、熱伝導の影響は小さい。検出器 1 個当たりの結線数をピンの数 128 と同じとする(共有の信号があるので実際の数はいずれも小さい)。検出器の数を 9 個とすると結線数は 1152 である。導線には銅を用いる($\lambda = 4.2Wcm^{-1}K^{-1}$)。導線の断面積は 75 $\mu m \times 18 \mu m$ 、導線の長さは 30cm とする。

以上の条件からコールドプレートに流入する熱流量を計算すると

ラジエーションシールドからの熱輻射	1.51W
支柱からの熱伝導	0.51W
導線からの熱伝導	0.44W
検出器からの発熱(0.01x9)	0.10W
合計	2.56W

以上の結果、流入する熱容量は 200K 部分が 22W、120K 部分が 13W、80K 部分が 3W である。冷凍機は 2 段式を採用し、1 段目で補正レンズとラジエーションシールドを、2 段目で検出器周辺を冷却する。安全率を 2 倍に見積もって、77K での冷凍能力が 1 段目で 30W あれば十分である。市販品で該当する冷凍機は岩谷瓦斯製の D840 (40W @77K、8W @20K)、ダイキン製の 204SC (54W @80K、5W @80K)、住友重機械工業の SRD-204 (32W @77K、5W @20K) などがある。ここでは最もコンパクトな住友重機械工業の SRD-204 (下図) を採用する。120K での冷凍能力は 60W、重量は 11.2kg、保守時間は 1 万時間である。

冷凍機ヘッドの振動はメーカーによると開放状態で約 10 μm である。ヘッドを固定することにより、その振動は押さえられる。岩谷瓦斯製 D105 の我々の測定結果では固定した状態で 5 μm であった。デュワーは望遠鏡に堅固に固定されるので振動を吸収するための工夫は必要ないものと思われるが、実測の上検討する。



4.8 ウィンドーの大きさと厚さ

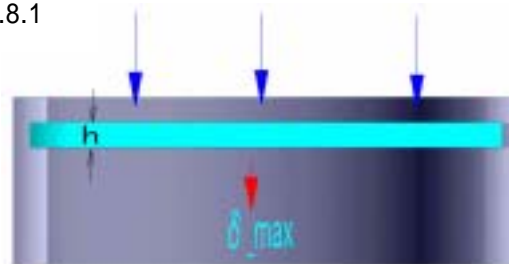
コールドバツフルの長さの 3 案について窓の大きさはそれぞれ直径 295mm、241mm、183mm となる。真空引き後の大気圧による変形及び強度について評価し、窓の厚さを決定する。理論計算から求められるガラスの強度は非常に大きく 700 ~ 2000kgf/mm² になるが実際の強度は 7kgf/mm² 程度と理論値の 1/100 程度になる。この原因はガラス表面に数多くある微少なキズであると考えられている。実際の強度計算においては設計応力として一般に 0.7kgf/mm² が用いられておりこの値はガラスの組成にはほとんどよらない。

周囲が固定支持された円板中心において、一様荷重による応力(σ_{max})及び変形量(δ_{max})は次式のように表せる。

図 4.8.1

$$\sigma_{\max} = \frac{3(1 + \sigma_p)}{8h^2} PR^2$$

$$\delta_{\max} = \frac{3(1 - \sigma_p^2)}{16Eh^3} PR^4$$



ここで E はヤング率、σ_p はポアソン比、P は一様荷重(今の場合は大気圧 1.03 × 10⁻²kgf/mm²)を表す。R と h はそれぞれ円板の半径と厚

みである。窓材としては赤外線透過率の高い CaF_2 が望ましいが、直径 260mm 以上のものは製作が困難だと言われている。固定代を 10mm 以上とすると CaF_2 を使えるのは 3 案の時のみである。他のガラス材として溶融石英や FPL51 が考えられるが、いずれも中間赤外線での透過率が悪く霜が付きやすい。設計応用力として $0.7\text{kgf}/\text{mm}^2$ (安全率 4 に相当) を採用すると、最小の厚み h_{\min} と h_{\max} は以下ようになる。

案	(1)		(2)	(3)	
直径	295		241	183	mm
材質	FPL51	Fused Quartz	FPL51	CaF_2	
ヤング率	7.5	7.0	7.5	9.6	$\times 10^{10}\text{Pa}$
ポアソン比	0.296	0.17	0.296	0.29	
h_{\min}	12.5	11.9	10.2	7.7	mm
h_{\max}	57	75	46	28	μm

ガラス材の赤外線透過率、実際の霜の付き具合をテストすることにより、ガラス材を決定する。霜が付く場合には乾燥空気を常時、窓に当てる工夫が必要である。厚みは歪みによる像の劣化、安全率等を考慮して決定する。いずれの厚さにおいても観測波長域での透過率はコーティングなしで 92% 以上あり、多少厚くなっても問題ない。

本提案書では窓材として FPL51、取り付け代を入れた大きさ 320mm、厚み 15mm を選択する。

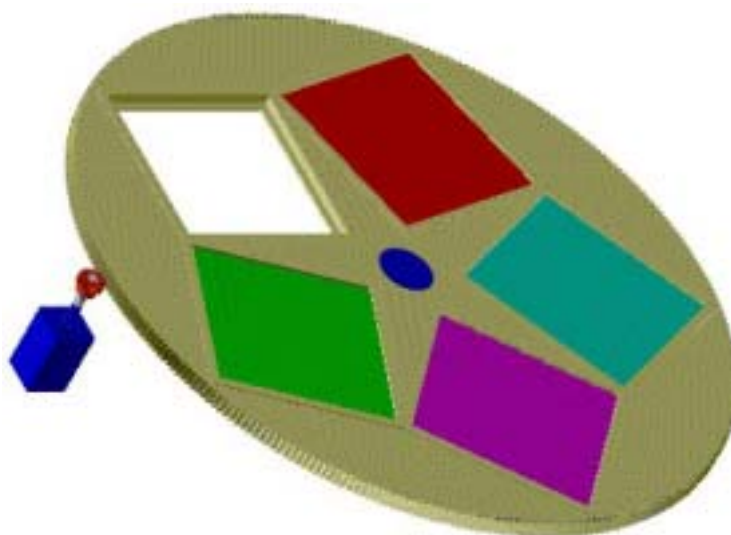
4.9 フィルターターレット

SuprimeCAM ではジュークボックス式のフィルター交換機構が採用されている。もしこの機構を SPIRC に採用すると、フィルター交換機構全体をデュワー内に組み込み、冷却しなければならない。その結果デュワーは巨大なものになり、可動部分全体も冷却しなければならず、冷凍機も極めて大きなものを必要とする。しかも複雑な可動部分をデュワー内に組み込むことで故障した場合の修理を困難にする。従ってデュワー内はできる限り単純にするためにここでは最も簡単なフィルターターレットを採用する。

フィルターの大きさは枠に収める部分を含めて約 $180\text{mm} \times 180\text{mm}$ (厚み約 10mm) となる。(枠代が大きい程熱伝導の効果が高まり、冷却が容易になる)。このように大きなフィルターをターレットに多数装着するためにはターレットそのものも大きくする必要があり、デュワーの大きさはこのフィルターターレットの大きさでほぼ決まる。すばる主焦点スペースの大きさの制限から、現実的な数として 5 枚が最大である。フィルターターレットを重ねて用いる場合、その内 1ヶ所は何も入れない空白にしておく必要があるのでひとつのフィルターターレットで 4 枚までしか装着できない。従って多数のフィルターを内蔵するためには多段にする必要がある。ここでは 3 段のターレットを考え、12 枚のフィルターが装着できるようにする。今後の検討でデュワーを小さくする必要が生じた場合にはフィル

ターターレットを小さくする、あるいは段数を減らすことなどもあり得る。

フィルターターレットの回転はデュワー外側に配置したパルスモーターで行う。真空モーターを内蔵する方法もあるが、熱迷光を避けるためにできる限りデュワー内に熱源を置かずに、デュワー外側に設置する。



4.10 シャッター

近赤外線カメラのシャッターはデュワーに内蔵して冷却する必要がある。アイリス型のシャッターは小型で構造も簡単なことから使い勝手が良いが、焦点面が大きいので場所による露光時間の非一様性が悪く SPIRC には使えない。露出時間が検出器上で一様となる横移動式あるいは回転式 focal plane shutter を考える。また背景光が明るいので短時間露光で飽和光量に達する。従って短時間露光で高いシャッター精度を必要とする。

a) 回転式シャッター

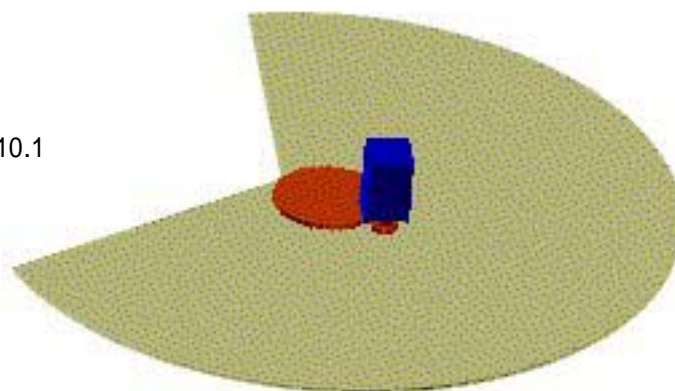
焦点スペースの制限からデュワーはできる限り小さくする必要がある。そこで本装置では回転式のディスク型シャッター（直径約 630mm）を採用する。大きさはフィルターターレットと同じで良いので、小さなフィルターターレットを用いる場合にはシャッターも小型化できる利点がある。

シャッター板は検出器のどの部分においても一定の開閉時間を実現しなければならない。図 4.10.1 のような回転式ディスクシャッターはそれを実現する。露出開始の時はシャッターの開部が焦点面上に現れるまでに一定の速度になるように加速され、焦点全面を開けた

後、減速され、停止する。シャッターを閉じる時は開ける時と同じ方向にシャッターを回転し、閉部が焦点面上に来る前に一定の速度まで加速される。その後一定の速度を保ったまま、焦点面を覆い、停止する。

シャッター板の加減速回転制御はサーボモーターかあるいはステッピングモーターによって実現される。しかし速いシャッター速度を実現するためには大きなトルクに耐えるモーターが必要であるため、ACサーボモーターが良い。ACサーボモーターによる高速シャッターの開閉は次に紹介する横スライド式シャッターですでに開発済みである。

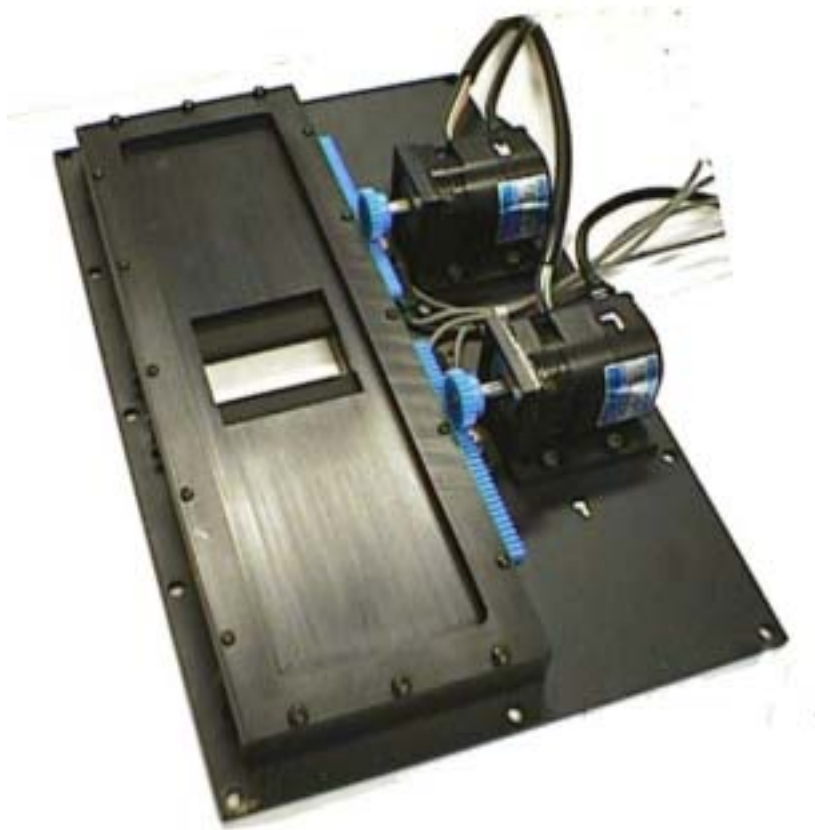
図 4.10.1



b) 横スライド式焦点面シャッターの開発

SDSSプロジェクトの監視望遠鏡用2K×2KCCDカメラに使用する目的で窓の大きさが6cm×6cmの横スライド式シャッターを開発した(Ichikawa et al. 1999, PASP, in press)。SPIRCにも応用可能である。ただし容量が大きいことと重量が高いため、SPIRCにはa)の回転式が望ましい。

本シャッターは小型で強力なACサーボモータでシャッター板をコントロールしている。シャッター板は窓を横切る前に加速され、横切っている間一定の速度を保つ。開閉時間は46ミリ秒である。露光精度は外気温度やシャッターの向きによる誤差は少なく、約2ミリ秒である。すなわち1秒露光で全視野内0.2%の精度を達成した。最短の露出時間は0.1ミリ秒であるが、コントロール回路の改良により、さらに短い露光も可能である。



4.11 構造解析(TBD)

装置の向きによるたわみや歪みの構造解析や、それに伴う光軸のずれや星像の変化については、カメラの構造がある程度煮詰まった段階で FEM を用いて行う予定である。

4.12 モザイク検出器の高密度化

チップ間の隙間が大きい場合 1 露光で観測できる領域が狭くなることから観測の効率が低下し、広視野カメラの特徴が生かされない。したがってチップ間の間隔をできる限り小さくすることが望まれる。以下高密度化の方法を検討する。

a) 1024 × 1024 HgCdTe HAWAII モザイク

チップを図 4.12.1 に示す。ベアチップ(感光部分は 18.9mm 角, 18.5 $\mu\text{m}/\text{pixel}$)は 29.2mm 角の大きさを持つ 84 ピンのセラミック LCC パッケージに収められている。従ってこの段階

で fill factor は 42%となる。メーカーの推奨するソケットは図 4.12.2 に示す PLCC ソケット(大きさ 35.05mm 角)であり、これに収めた HAWAII チップを 2 行 2 列に並べた場合、fill factor は 49%となる。これがケンブリッジ大学のモザイクカメラ CIRSI である。

図 4.12.1

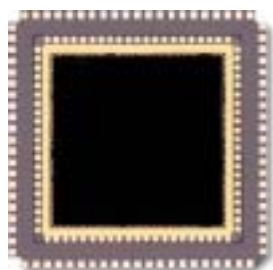
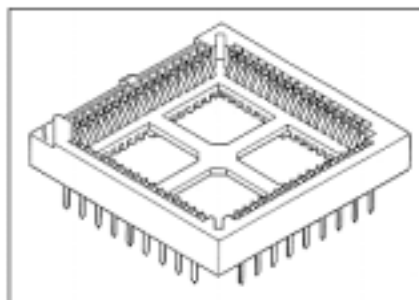


図 4.12.2



b) チップの高密度化の方法

高密度化はパッケージとソケットを小さくすることで実現される。図 4.12.3 に HgCdTe ベアチップの構造を示す。サファイヤ基板とシリコンでできたマルチプレクサの間に感光部の HgCdTe 層があり、HgCdTe 層とマルチプレクサはインジウム bumps で接続されている。マルチプレクサはパッケージと接着剤で固定され、マルチプレクサとパッケージは双方に印刷されたパッド同士がワイヤボンディングされている(図 4.12.4)。

図 4.12.3

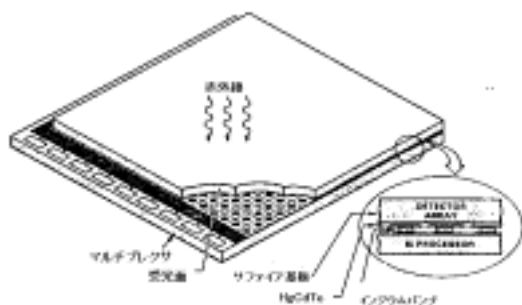
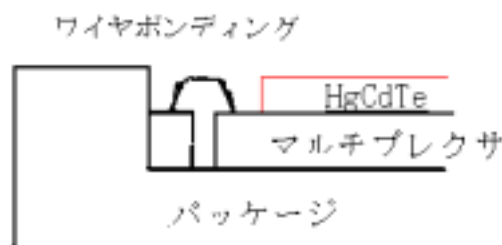


図 4.12.4



この構造から次のような高密度化の方法が考えられる。

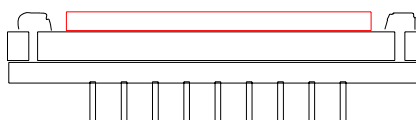
(1) マルチプレクサの底面に bumps を取り付け、その下にパッケージを張りつける。パッケージは PGA(pin grid array)とし、同サイズの PGA ソケットを組み合わせることで最も小さな検出器が実現する。民生用電子機器では機器の小型化のためにこれに似た FC(フリップチップ)や BGA(ball grid array)が実用化されており、困難な技術ではない。ただし新しいマルチプレクサを作る必要があるため現実的ではない。

図 4.12.5



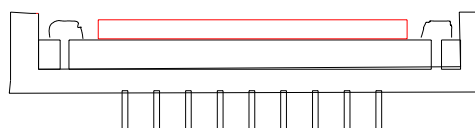
(2)現在のマルチプレクサをそのまま用いて、パッケージのみ下図のような物に置き換える。ボンディングパッドの分だけマルチプレクサより大きくなるが、隙間の少ないモザイク検出器を作ることができる。この方法はすでに我々が PtSi 検出器のモザイク化のために採用し、チップより小さなパッケージを開発したことで有効性が実証されている(Ic hikawa et al. SPIE、3354、313)。

図 4.12.6



(3)しかし(2)の方法ではボンディングされたワイヤがむき出しであり、保護が難しい。そこで図のような保護壁のあるパッケージも考えられる。これが 128 ピンの 2048 × 2048 HAWAII2 FPA である。

図 4.12.7



c) 2048 × 2048 HgCdTe によるモザイク検出器の fill factor

本装置で用いる検出器は 2048 × 2048 HgCdTe (HAWAII2)を想定している。ピクセルサイズが 18 μm 角以外、詳しい寸法データが得られていないので、ここでは 1024 × 1024 検出器から想定されるサイズを仮定しおよその見積もりを行った。

3 行 3 列に配列した場合の fill factor と感光面の大きさは次のようになる。ちなみに主焦点の 30 分角視野は 141mm である。

表 4.12.1

方法	(1)	(2)	(3)	採用
fill factor	100%	91%	82%	60%
感光面 (mm)	110.6 × 110.6	116.2 × 116.2	122.2 × 122.2	141 × 141

いずれも視野 30 分角を満たすためには 4 行 4 列のモザイクが必要である。ここでは(3)案を採用し、fill-factor を犠牲にして 3 行 3 列で視野 30 分角を覆うように隙間を広げる。この時 fill-factor は約 60%である。

【窒化アルミニウム製モザイク化モジュール】

すばる主焦点の焦点深度は約 30 μm なので、それより高い精度でチップの高さのコント

ロールをする必要がある。そこでソケットに納められた HAWAII2 検出器を 3 行 3 列に配列する窒化アルミ製の平面板を製作する。窒化アルミは絶縁性と熱伝導性に優れ、特に熱伝導率は銅の 4 分の 1 と大きいので熱を高率良く逃すことができる。また表面研磨も可能である。実際我々の製作した板は 6cm × 6cm 内で 10 μm の面精度で研磨された (Ichikawa et al. SPIE、3354、313)。

HgCdTe 検出器はシンジウムバンプの部分とパッケージに貼り付けるマルチプレクサの裏面に接着剤が 5 ~ 25 μm の厚さで塗布されている (図 4.12.8)。



図 4.12.8

接着剤の不均一のために高さの精度が焦点深度内に入らない場合も想定される。モジュールとパッケージの間に金属箔や細線を挟むことによって調整が可能である。実際 SuprimeCam ではタングステン銅線が使われている。

図 4.12.9 に本計画で提案するモザイク検出器を示す。このように配置した場合の fill factor は直径 30 分角の視野内で約 60% である。なお 4 隅の検出器は 1024 × 1024 HAWAII に置き換えることも可能である。

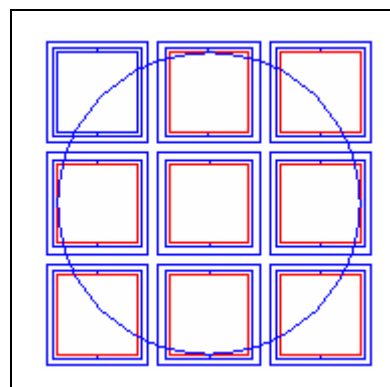


図 4.12.9

3 × 3 モザイク検出器 (円は主焦点 30 分角)

4.13 シャツ

クハルトマン装置への光路 (TBD)

案(1)と(2)の場合はシャックハルトマン装置に星像を導く斜鏡をデューワー内に置く必要がある。シャックハルトマン装置を SPIRC とどのように整合性を保って配置するかは今後の検討課題である。

5. 主焦点赤外カメラによる天文学

5.1 遠方銀河、宇宙論

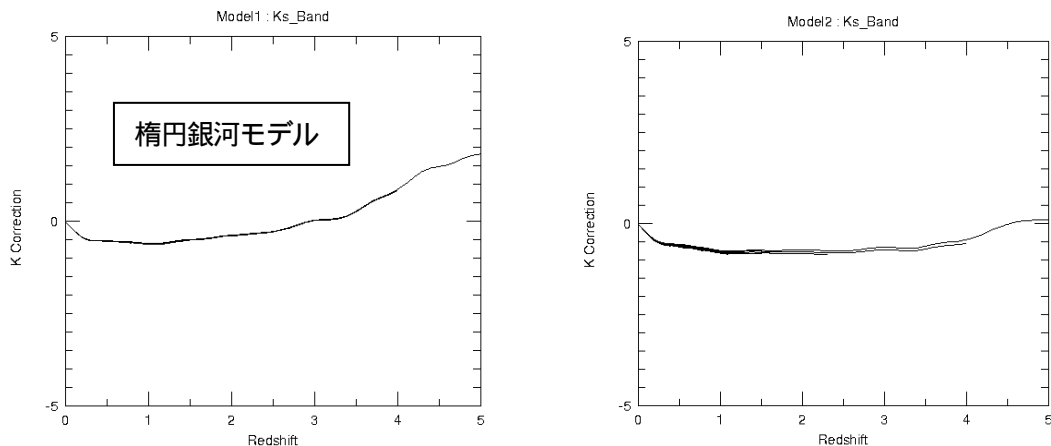


図1 異なるスペクトル型を持つ銀河についての、SPIRC Kバンドでの K 補正。

なぜ近赤外か？

[1] サンプル構築： 銀河のスペクトル型・吸収・赤方偏移による影響が小さい

遠方銀河の系統的な研究においては、異なる赤方偏移の天体を同時に観測し、それらを比較することが行われる。その際、銀河のスペクトルがその性質（タイプ）によって大きく異なる波長域で観測を行うと、比較研究のための基本量を定義することが非常に困難である。例えば、可視波長域のBバンドの等級に基づく遠方銀河のサンプルを構築しようとする場合、同じスペクトルタイプでも赤方偏移によってみかけの光度が大きく変わる場合や、同じ赤方偏移でも、スペクトル型によってやはり光度が大きく変わってしまう場合があり、全体的な描像を得ることが非常に難しい。これに対して、近赤外、特に1.5ミクロン - 2ミクロンの波長帯では、銀河のスペクトルの形が、銀河のスペクトル型に依ってあまり大きく変化せず、また、赤方偏移が変わっても相対的なみかけの光度の変化は比較的小さい。図1には、異なる銀河スペクトルのモデルについて、SPIRCのバンドで測光を行った場合のK補正（静止系での該当波長における見かけの等級との差）をプロットしてある。

このように、近赤外の観測でサンプルを作ることにより、異なる赤方偏移間における銀河の性質を比較し、解釈することが容易になり、また、赤方偏移によって、特定のスペクトル銀河に偏向するといった障害を押しさえることができる。

[2] 銀河の恒星質量と近赤外光度

上で述べたように、近赤外観測によってサンプルを構築することにより、より全体的、統一的な解析が行えるという利便性がある。しかし、近赤外線測光により得られる光度は、銀河の形成・進化の歴史を解明する上でより積極的に、本質的な物理量としてどんな意味を持つかを考えるべきである。銀河を定義する最も基本的な量はその全質量、そしてそこに含まれる恒星、ガスの質量だろう。それらの分布、及び時間的发展を観測することこそが、銀河の形成過程を明らかにすることに他ならないのである。近赤外線波長域における銀河の光度は、銀河を構成する全恒星質量の比較的良い目安となる。もちろん、観測された時点での星形成率、及びその時点までの星形成史によって、その質量 - （近赤外）光度比は、典型的には数倍、極端な場合には数十倍程度異なるだろう。しかし、銀河進化モデルの解析によると、このファクターは、観測される銀河のスペク

トル(色)ともよく相関しており、銀河のスペクトル、または色を同定することで、数倍以下の不定性で、個々の銀河の恒星質量、または系のバリオン質量を評価することができる。図2は Kauffmann & Charlot (1998) による、Bruzual-Charlot 銀河進化モデルを用いて推定した、異なる星形成史を持つモデル銀河の見かけのKバンド光度の違いを示している。星形成史の違いによって、際だった差がないのが判る。この性質を用いて、近赤外の観測は、銀河形成論(恒星質量、または全質量の分布関数の発展モデル)に非常に強い観測的制限を与えることになると考えられている。さらに、星形成史の発展を紫外線の観測から評価したり、銀河分布の大規模構造の発展を追跡する際においても、銀河の質量の良い目安となる近赤外光度に基づいたサンプルを構築することは、銀河の形成、進化について、我々に本質的な理解をもたらすだろう。

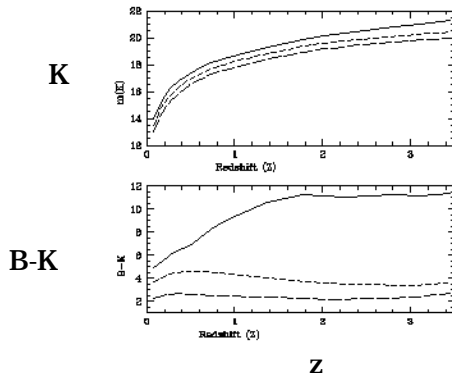


Figure 1: Upper panel: The apparent K-band magnitude of a galaxy with $10^{11} M_{\odot}$ of stars observed at redshift z . The solid line shows results if all stars form in a burst at $z = \infty$. The short-dashed line assumes constant star formation until the epoch of observation. The long-dashed line is a "starburst" model (see text). Lower panel: The observed B-K colours of these galaxies.

図2 Kauffmann & Charlot (1998) による異なる星形成史を持つ銀河についての見かけの等級の違い。上の図は、非常に古いバーストモデル(実線)と定常星形成モデル(点線)、そしてスターバーストモデル(破線)を示している。下段の図は B-K の色。B バンド光度は、モデルによって大きく異なっていることがわかる

[3] 銀河の形態と近赤外観測

すばるの主焦点における解像度(星像の FWHM)は 0.4 秒角程度と期待され、大気外や AO を用いた観測には劣るものの、遠方銀河の形態についても十分解析できる範囲である。可視波長域での観測においては、遠方銀河のみかけの形態が赤方偏移とともに大きく変わり得ることが良く知られている。図3は、巨大銀河 NGC 309 について、青い光と、2.1 ミクロンの近赤外線での見え方の違いを示している。遠方宇宙へ行くと、近赤外線での観測は、静止系での可視光、可視域での観測は静止系での紫外線での像をみることになる。図4は、紫外線と可視光での銀河の見え方の違いを、M81 を例にして示している。紫外線では、渦状腕に沿った星形成領域だけが強調されて見えることになる。

さて、遠方銀河の観測の場合、例えば、可視の観測において非常にコンパクトな銀河があったとき、それが銀河の星形成ノットを見ているのか、銀河全体を見ているのか区別できない。図5は、我々が岡山観測所 188 cm 及び OASIS で観測した Blue Compact Galaxy の近赤外イメージを示すが、可視では、コンパクトなノット(中央部の高輝度領域)として見える銀河でも、近赤外でみると大きく広がった明るいエンベロープが存在することが明らかである。実際、最近の NICMOS による HST の深探査の観測では、可視では一部しか見えていなかった銀河の存在が、明らかになっている(図6)。さらに、可視波長域で複数の遠方銀河が数秒角(赤方偏移 2 で数 10 Kpc)離れて存在した場合、可視の観測ではそれらが単一の銀河の星形成ノットを見ているのか、近接して見える二つの異なる銀河なのかを区別できない。SPIRC による観測ではそれらを区別することができるだろう。

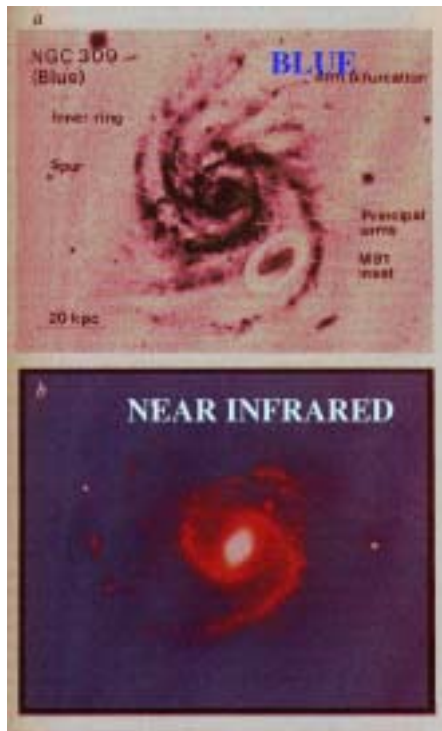


図3 (左) 青色波長 (IIIa-J 乾板)と近赤外(2. ミクロン)で見た、NGC 309 の姿 (Block & Wainscoat 1991)。同じスケールで表示されている。

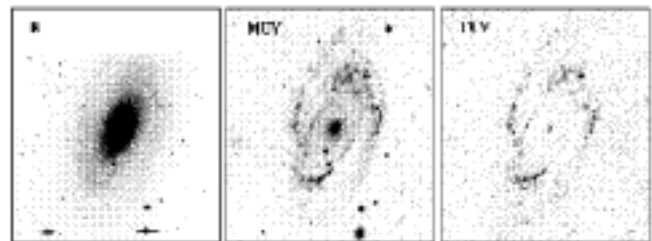


FIGURE 4. UIT and ground-based images of M81. In the bulge, cool giants dominate in the R band, the main sequence turnoff dominates in the MUV, and the UVX produces all the FUV flux. Hot, massive stars in the spiral arms become brighter in the UV.

図4 (上) 可視 (R)、中間紫外、極紫外線で見た M81 (O'Connell et al. 1997)

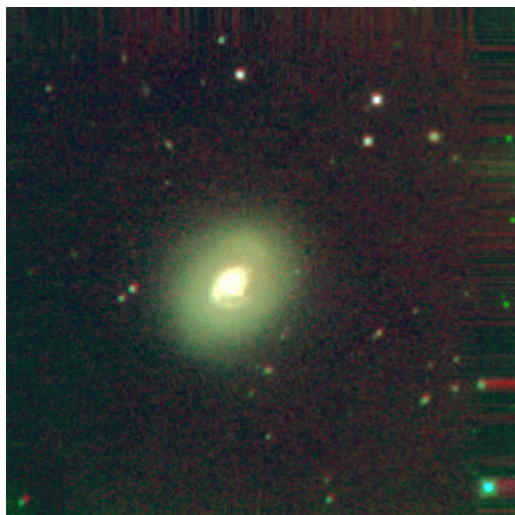


図5 Blue Compact Galaxy の JHK 3色の合成画像 (疑似色)。岡山 188cm + OASIS にて撮像 (山田、他)

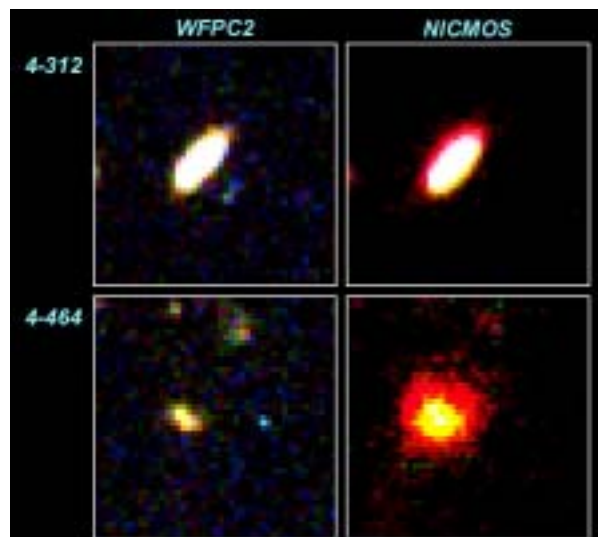


図6 HST NICMOS による遠方銀河 (Thompson et al. STSCI)。下段の銀河は、可視ではコンパクトなノット状だが、近赤外 (1.6 ミクロン)では大きく広がっている。

5.1.1 銀河形成と近赤外光度関数の進化

銀河の形成は、観測的には、主に、二つの側面から議論される。

ひとつは、現在の銀河を構成する星の形成史を明らかにしようとするものでもある。銀河の色・光度進化や、高赤方偏移での紫外線輻射などを観測することにより、銀河の星形成史はしだいにあきらかになりつつある。Madau らは、Hubble Deep Field (HDF) で観測された銀河の紫外光度密度の進化から、銀河における星形成現象が過去ほど盛んであり、赤方偏移 1.5 付近でピークを迎えたいことを推定している。

ここで強調したい、もうひとつの側面は、銀河のアセンブリがいつ起こったのか、言い換えれば銀河がいつ、現在の(恒星)質量を持つ系になったのか、を知ることである。例えば、我々の銀河系のような明るい、大きな質量の銀河は、高赤方偏移で非常に短い時間スケール(<数億年)で一気に形成されたのか、それとも度重なるマージングの結果として比較的最近の宇宙で形成されたのだろうか？

銀河のアセンブリがいつ、どのように起こったか、あるいは、銀河の恒星質量の分布関数は、どのように進化し、現在の分布になったのかを調べるためには、広視野の近赤外線撮像、及び赤方偏移分布の観測による、近赤外線での銀河光度関数の進化を観測することが、本質的である。十分に恒星質量が発達した系では、近赤外線では、現在の星形成領域にあまりよらず、銀河を構成する低質量星の分布をトレースしていることがわかる。

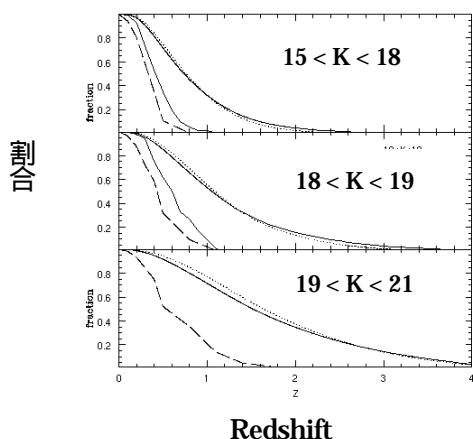


Figure 4: The redshift distribution of galaxies to K -magnitude. Solid and dotted lines show the $q_0 = 0.5$ and $q_0 = 0.1$ PLE models. The dashed line is the hierarchical model. The thin solid line is derived from the Songaila et al (1994) sample in the upper panel and from the Cowie et al (1996) sample in the middle panel.

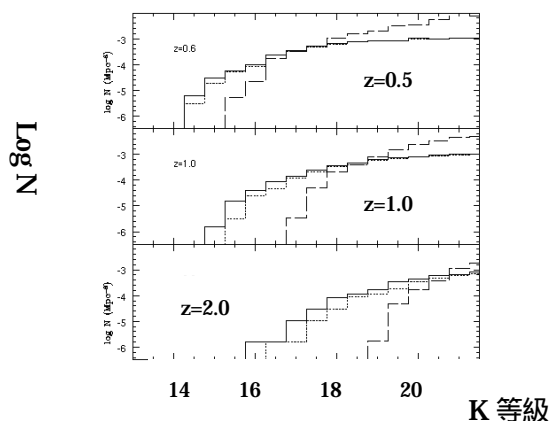


Figure 3: The evolution of the observed differential K -band luminosity function. Solid and dotted lines show the $q_0 = 0.5$ and $q_0 = 0.1$ PLE models. The dashed line is the hierarchical model.

図7 銀河形成モデルと近赤外カウント。Kauffmann & Charlot (1998) による。

図7は、Kauffmann and Charlot (1998) によるKバンド光度関数の進化と銀河形成モデルとの関係を示したものである。実線が pure luminosity evolution (PLE) モデルの場合、点線が標準的CDMモデルから準解析的手法を用いて求めた階層的銀河形成の場合の各赤方偏移の銀河のKバンドでの見かけの光度分布を表している。図は、これを見かけの等級別に、赤方偏移分布としてあらわしたものである。階層的銀河形成の場合には、高赤方偏移で恒星質量の大きな天体が少ないと予想されるため、高赤方偏移でKバンドで明るい天体が顕著に減少する。同様の戦略は、Broadhurst et al. (1991) の論文でも議論されている。Kバンドで選ばれた天体についての赤方偏移分布を、より単純化したモデルと比較し、銀河のマージングが過去にどの程度の頻度で起こっていたかについて制限をつけるための方策を示している。

これらの研究から、赤方偏移 1-3 の宇宙における銀河の近赤外光度分布関数を求めることにより、特にアセンブリという意味での銀河の形成時期について、非常に強い制限をつけることができると期待される。SPIRC

を用いた観測では、広視野において近赤外線銀河探査を行い、十分な体積をサンプルし、十分な統計的精度を達成するのに必要な銀河を検出し、さらに Suprime-Cam と組み合わせた photometric redshift の手法や FOCAS、OHS、FMOS による分光観測により赤方偏移分布を求めて、銀河の近赤外光度関数の進化を求めることを目指す。観測領域としては、すでにケックにより広視野で分光サーベイが行われている Groth -Strip や HDF flanking field、あるいはすばる自身で行うディープサーベイ領域が望ましい。

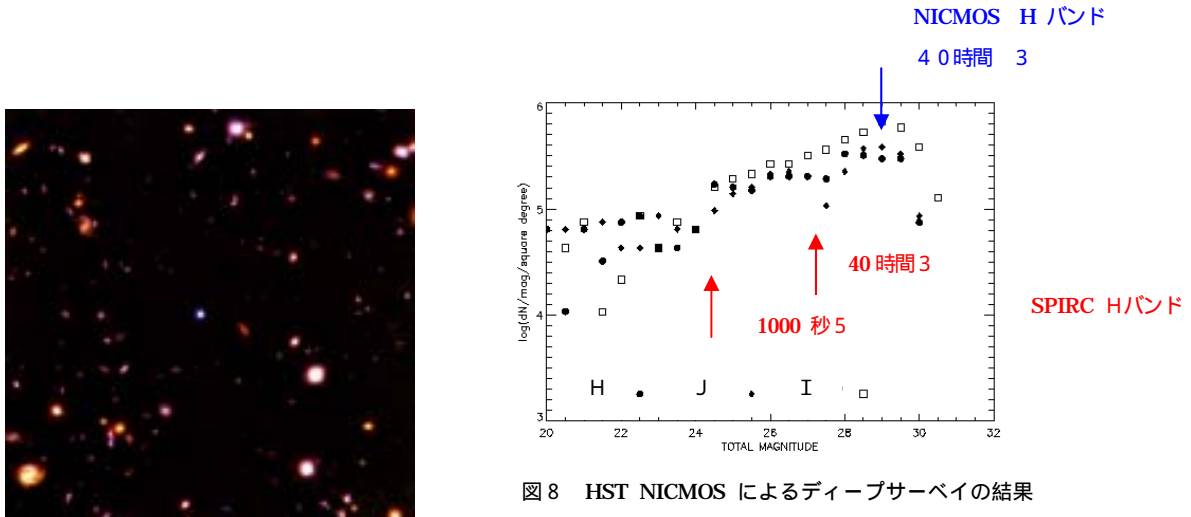


図8 HST NICMOS によるディープサーベイの結果 (Thompson et al. 1998 約 2500 平方秒角)

図8には、最近行われた HST NICMOS による近赤外でのディープサーベイの結果を紹介してある。NICMOS は非常に深い限界等級の撮像を行っているが、その視野は数十秒角 x 数十秒角と、非常に限られている。

図9は Cowie らによる一般フィールドでの近赤外光度関数の進化の観測例である。赤方偏移が1より近傍では、近赤外光度関数は、あまり大きく変化していない。ただし、視野が数十平方分角と非常に限られていることや、銀河数が数百個にすぎず統計的な精度が低いことなど、問題も多い。

SPIRC は、これまでの観測視野を大きく凌駕する。また、深さの面でも、少なくとも Hバンドでは、Keck NIRC などと同程度以上の限界等級を達成できる。階層構造形成による光度関数の進化が、さらに顕著に見えてくるであろうより大きな赤方偏移についての広視野の大規模な観測を進めることができ、銀河の形成論に決定的な観測的制限を与えることができるだろう。

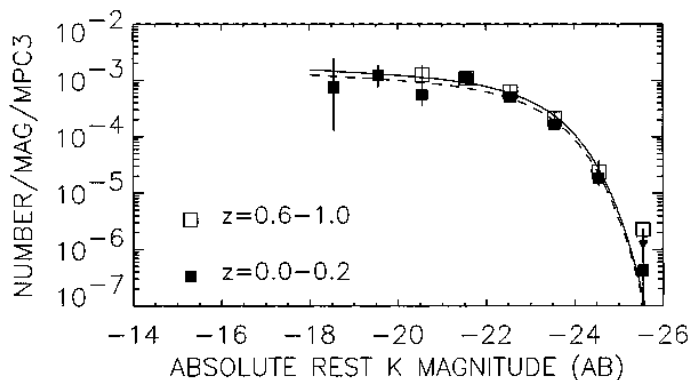


図9 Cowie et al. (1996) によって求められた近赤外光度関数の進化。銀河数は数百にすぎず、SPIRC によって一挙に統計的精度をあげることを目指す

[なぜ、広視野カメラか]

遠方宇宙における、近赤外光度分布を求めるため、広視野カメラが必要な理由はなんだろうか？ 一例として、図9で見た、赤方偏移 1-2 の銀河についての近赤外計数から、銀河形成のシナリオに制限を付けることを考えてみる。この目的のためには、宇宙の同じ場所で、かなり広い等級範囲 ($K=18-22$) にわたって精度の良い測光データを取得することが必要である。比較的明るい銀河の個数密度が小さいことから、統計的に十分な精度の議論を達成するためには広視野の観測によって多数の銀河を検出することが肝要である。少なくとも数タイプの銀河、数個以上の赤方偏移のクラスにおいて 1 等あたり百個程度 (統計的不定性 10%) の銀河を検出することが理想的だろう。したがって、最も数の少ない $K=18-19$ 等の等級範囲において、1 等あたり数千個の銀河を検出し、同時に、同じ場所で $K=21-22$ の検出限界を達成することが理想的となる。

もうすこし、具体的に観測的描像を記述してみる。Kaufmann and Charlot (1998) によれば、標準 Λ CDM モデル的な階層銀河形成モデルと、PLE モデルとの比較を見た場合、その差が最も顕著に現れるのは赤方偏移 1-2 の銀河に対して、 $K=17-19$ の領域である。実際には、これよりも暗い側を押さえる必要があるので、 $K=21-22$ までの精度の良い測光観測が必要となる。例えば、現在の宇宙で、近赤外線で典型的な明るさを持つ銀河が全く進化しなかったとすると、 $z=2$ で $K=21.5$ 等程度となる。一方、 $K=18$ 等の銀河の個数密度は、平均的には 1 平方度あたり、一等あたり 7-8 千個程度である。現在、1 万秒程度の露出時間で SN よく $K=21$ 等の銀河を測光できる近赤外線カメラの視野は、せいぜい 0.003 平方度なので、一度に検出できる銀河の個数は $K=20$ で 60 個/mag 程度、 $K=18$ では 20 個/mag たらずにとどまる。例えば、すばるのカセグレンに CISCO を付けた場合でも、1 時間積分の点源検出限界は $K=22$ 等程度、視野は 0.001 平方度なので、一晩の観測で、明るい ($K=18-19$) 銀河については、数十個の銀河しか観測できない。このうち、赤方偏移 1 を越えるものの割合は、PLE の場合で 6 割程度、階層的銀河形成の場合には 2 割以下になってしまうので、これまでの観測装置では、統計的に十分な数の銀河を検出することが難しい。SPIRC を用いれば、1 視野あたり $K=18$ で 600 個 銀河を観測することができ、同時に千秒の積分で $K=21$ 、1 時間の積分で $K=22$ 程度の検出限界 ($S/N=10$) を達成できる。

さらに、赤方偏移 1 を越える宇宙においても、銀河の顕著なクラスタリングが存在することが知られている。ディープサーベイ中のスパイクや、Steidel らによる Lyman Break Galaxies のクラスタリングは、数-数十 Mpc のスケールに及んでいる。赤方偏移 1 において、10 Mpc は 20 分角に相当する。このように、視野の小さい検出器では銀河のクラスタリングの影響による、銀河の光度分布、赤方偏移分布の違いを強く受けてしまう。したがって、単位赤方偏移あたり、すくなくとも数 10 Mpc スケール、体積にして 100 万立方 Mpc 以上の領域を観測するためには、すくなくとも立体角で平方度スケールの観測が必要である。0.003 平方度の面積の検出器では、1 平方度を掃くのに 300 ポインティングが必要となるのに対して、SPIRC ではわずか 10 ポインティング以下の観測となる。

5.1.2 銀河の星形成史

銀河における星形成史を正しく理解するためには、すべての赤方偏移で、其の時点で行われている星形成、及びすでに作られた星の量を測定し、吸収、IMF、星形成率などに制限を付け、首尾一貫した描像を作らなくてはならない。このような研究に、近赤外輻射の評価は不可欠である。また、銀河のスペクトルタイプによるK補正項が小さいこと、恒星質量をよく反映すること、などから、近赤外線での観測から構築したサンプルが銀河の星形成史を理解する上でのベースラインとして大変有用であるということについては、すでに数多くの議論がなされている。

Cowie らは、近赤外の絶対光度を基準にして、銀河の星形成活動が赤方偏移とともにどのように変わるかを調べた(図10)。領域は限られ、また、サンプル銀河もすくないものの、大変興味深い結果を得ている。「銀河の形成」と呼べるほどの激しい星形成をしている銀河(図の縦軸で下側にあるもの)は低赤方偏移の宇宙では近赤外光度の小さい銀河、つまり恒星質量の比較的小さい銀河にしかみられない。赤方偏移を遡るにつれて、より光度の大きな銀河でも激しい星形成が見られるようになるが、典型的な明るい銀河については、少なくとも赤方偏移が1より最近はほとんど「銀河形成」とよべるほどの激しい星形成を経験しているものがほとんどないことがわかる。より多色、広視野、高赤方偏移、より大きなサンプルの銀河について、近赤外線光度を評価し、それに基づいた星形成史の研究を行うことが必須である。

すばるにおいては、Suprime-Camでの「まほろば」計画や、「すばるディープサーベイ計画」など、可視波長域で先行するであろうサーベイ計画がすでに提案されている。SPIRCによる広帯域フィルタでの測光、あるいは複数の狭帯域フィルタによる測光観測は、これらの観測と併せて、銀河の星形成史の解明の上で**決定的なデータをもたらす**だろう。

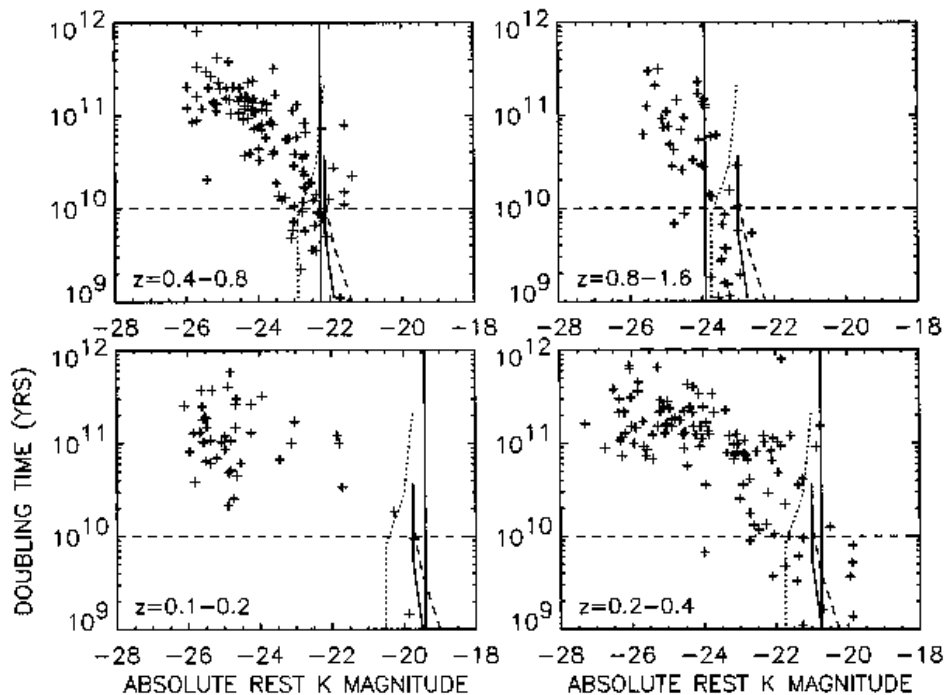


図10 縦軸は、星形成によって銀河恒星質量が2倍になる時間スケールを顕わしており、significantな星形成の指標である。Cowie et al. (1996) より。

5.1.3 銀河のクラスタリングの進化

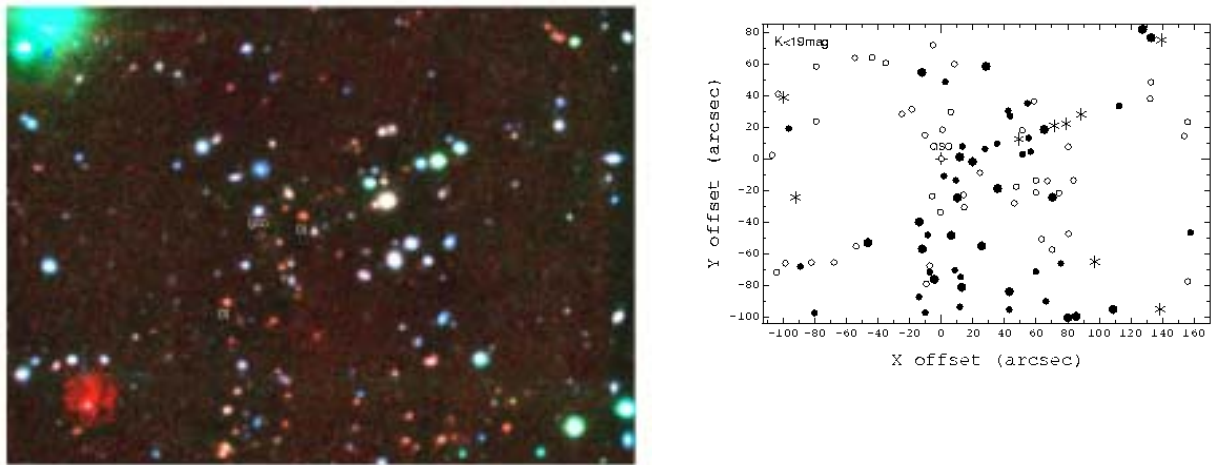


図 1 1 赤方偏移 1 を超える銀河団の R,I,K 三色合成画像 (左) と検出された天体の天球分布。 $R-K > 4$ を超える非常に赤い天体が多数存在する。(Tanaka et al. 1999)

[遠方銀河団探査]

リッチな銀河団は、現在の宇宙における最も銀河密度の高い領域である。銀河団領域は、どのような赤方偏移で、どのように形成されてきたのだろうか？また、銀河団を構成する銀河はどのようにして形成され、進化してきたのだろうか？このような疑問に答えるためには、遠方宇宙まで赤方偏移を遡って銀河団を同定、観測し、その銀河の分布や性質を調べなくてはならない。現在のところ、可視波長域での広域銀河探査、X線での広域探査により、赤方偏移 1 程度まで密な銀河団の探査が行われており、小さな視野の近赤外カメラを用いて、クエーサー、電波銀河などの天体周辺など特別なフィールドについての観測、視野は狭いが一般的なサーベイ観測などから、赤方偏移 1-1.5 程度の銀河団が、数例、報告されている。

可視波長域ではすでに、平方度スケールの広域銀河団探査が計画、あるいは進行中である。しかしながら、可視波長域での探査では、赤方偏移 1 を越える銀河団を同定することは困難である。現在の宇宙の密な銀河団中にある大半の銀河について、それらを構成する星の平均年齢はかなり古い ($>10\text{Gyr}$) ことが分かっている。従って、赤方偏移が 1 を超え、4000 Å break が可視波長域より超波長側へずれると、可視波長域では大変暗くなり、急激に増加する faint blue galaxies の影響もあり、これらの天体を検出することはたいへん困難になるからである。この意味で、遠方銀河団の探査、研究において、近赤外線での観測は本質的に重要である。我々は、すでに、近赤外をベースにした多色撮像観測で赤方偏移 1 を越える銀河団の検出に成功している。図 1 1 は、Yamada et al. (1997) 及び Tanaka et al. (1999) によって報告された $z=1.1$ と推定される銀河団を示している。

1 平方度の視野を $K < 22$, $J < 24.5$, $I < 27$ (S-Cam) まで深く探査することによって 1000 個以上の楕円銀河プロジェニタ、20 個程度の密な銀河団プロジェニタを検出することが期待できる。赤方偏移の特定は、FMOS による明るい銀河の近赤外分光、あるいは可視で多色の観測を行い、photometric redshift の手法を用いることによって行うことができる。

[無バイアス広視野サーベイ]

銀河のクラスタリング、特に 10 Mpc を越える銀河分布の大規模構造の進化の観測は、宇宙論、構造形成モ

デルに大変強い制限を与えることが期待される (Postman et al. 1998)。このような大きなスケールでは、銀河分布構造は、膨張宇宙における重力不安定の線形理論で記述され、競合する理論モデル間の差異が精度良く分離できるからである。

これまで、銀河クラスタリングの進化の研究は、主に、可視の写真、CCDによるサーベイによって得られた、fluxまたは size-limited なサンプルを持ちいて行われてきた。とりわけ、大きなスケールについてはまとまった赤方偏移探査が困難なため、天球上の銀河のクラスタリングの研究が主流であった。これまでの可視のデータからは、銀河の等級が暗いほど、そのクラスタリングの強さは弱くなってゆく傾向が観測されている。しかし、可視波長域は、赤方偏移の大きな天体ではより短波長で見るので、天体の光度は其の天体の星形成率、星形成史に強く依存し、銀河のクラスタリングと星形成が無関係とはいえないことから、これらの波長でのクラスタリングの研究は複雑になることが多い。言い換えれば、天体の色によって、本来の質量分布に対するバイアスが異なり、さまざまなスケールのバイアスを持つ構造を重ね合わせて見ることになるからである。近赤外線での光度は、銀河の恒星質量に比較的強く依存しており、この点で、質量分布に対して比較的一様なバイアス因子を持っているはずである。

したがって、銀河のクラスタリング、とくにその進化を調べるためには、近赤外線で選んだサンプルを用いることが望ましい。ところが、現時点では赤外カメラの視野が非常に狭いため、このような観測は困難である。図12は最新の近赤外で選んだ銀河についての二体相関関数の観測結果だが連続していない数十平方分角の領域を数カ所観測したものを併せて解析したものであり、使われた立体角も全部併せて162分角にすぎない。図13は可視広視野 CCD カメラによる4度×4度の広視野による観測である。赤外カメラの視野の狭さによって、可視と近赤外での現在の観測性能がどれだけ異なるかを端的に示している。

さて、Kバンドで19等まで観測すると、典型的な明るさの銀河について、 $z=1$ まで観測できる。SPIRCは1ショット、100秒以下の露出でK=19等の銀河をSNよく検出できる。銀河のクラスタリングの研究のための fair sample を構築するために、どの程度の体積をカバーする必要があるか、という点については現在でも論争がある。しかしながら、SPIRCの広視野がより良い効率をもたらす、という点については疑問の余地がない。例えば、10平方度 ($z=1$ で差し渡し100-300 Mpc) をカバーするのに、正味1200ショット、正味の積分時間で3時間程度である。オーバーヘッドを見越しても、数夜の観測で、10平方度程度での銀河の天球上でのクラスタリングを調べるためのサンプルを得ることができる。

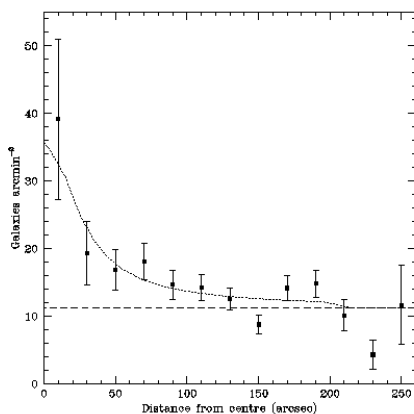


Figure 5. Radial density profile of the 5CG.75 cluster, with \sqrt{N} error bars, compared to (dotted line) a model cluster profile (equation 1) with $L_{cl} = 128$ and $R_c = 0.1 h^{-1}$ Mpc.

図12 近赤外撮像による $K < 19.5$ 等の暗い銀河の天球上の二体相関関数。異なる5つの天域の寄せ集めで合計で160平方分角の天域。(Roche et al. 1998)

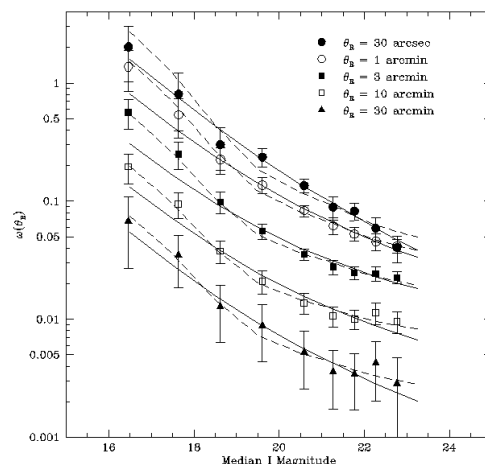


図13 可視 CCD カメラによる $I < 23.5$ 等の銀河について、天球上のクラスタリングの強さの等級依存性を調べたもの。16平方度の広視野をカバーしている。(Postman et al. 1999)

5.1.4 超新星サーベイと宇宙論パラメータ

これまでの観測から、近傍の Type Ia 型超新星の光度、及び光度曲線はかなり一様であることが知られている(若干の非一様性は知られているが、補正可能である)。近傍の超新星と大きな赤方偏移の銀河で起きる超新星の性質に違いがないと仮定すると、遠方超新星までの光度距離を求めることができ、これを用いて Ω_m や H_0 などの宇宙論パラメータに制限を与えることができる。90年代後半に入って、SCP (Perlmutter et al.) と HIZ (Garnavich et al.) という二つのグループにより、主に CTIO 4m 望遠鏡に可視主焦点カメラ BTC を用いてサーベイが行われ、すでに 100 個にのぼる、赤方偏移 0.2-0.8 の Type Ia 超新星が同定されており、 Ω_m や H_0 については膨張宇宙の運命についての議論がなされている。

しかし、この赤方偏移の範囲では、宇宙論モデルパラメータの違いによる Type Ia 超新星の見かけの最大光度の差は非常に小さく、観測の不定性、超新星光度のばらつき (0.2 mag) を考えると、とても決定的なデータとは言えない。モデルパラメータの違いによる等級差は、赤方偏移が大きくなると拡大する。その意味では、より遠方の超新星の最大光度を同じ程度の観測的不定性で決めることができれば、より強い制限が付く。可視波長域の観測では、赤方偏移 1 を超える天体に対しては静止系で 4000 オングストローム程度より短波長側しか観測できない。これには二つの本質的な問題がある。まず、このような(静止系での)紫外線領域での超新星の光度曲線のデータは少なく、近傍と遠方の比較に不定性が生じる。さらに、Type Ia 超新星の典型的なスペクトルによると、静止系で 3000 オングストローム付近でのフラックスは、6000 オングストロームのフラックスの十分の一程度と小さく、一般に観測が困難になるだろう。

そこで、超新星探査から宇宙論パラメータにより強く、決定的な制限を与えるためには、赤外波長域での広視野撮像による探査が必要である。単に高赤方偏移でモデル間の相違がおおきくなるだけでなく、赤方偏移 0.2 から 1 にまでの非常に広い範囲での予測最大光度の赤方偏移依存性をチェックできるというメリットもある。図 1 4 には、Dahlen & Fransson (1998) によって、本来、NGST のために計算された、近赤外線での観測において予測される、超新星の光度と個数密度、赤方偏移分布についての結果を示してある。これによると、 $J_{AB} < \text{約 } 26 \text{ mag}$ での観測で、赤方偏移 1 の超新星を 1 平方分あたり 0.001 個程度の割合で検出することができる。したがって、数個以上の高赤方偏移超新星を検出するためには、平方度角の観測が必要である。上の検出限界は非常に深く、すばる + SPIRC でも、1 領域あたり数時間以上の観測時間が必要となるレベルであり、このような観測は大望遠鏡 + 数百平方分角の視野を持つカメラを用いなければ不可能である。

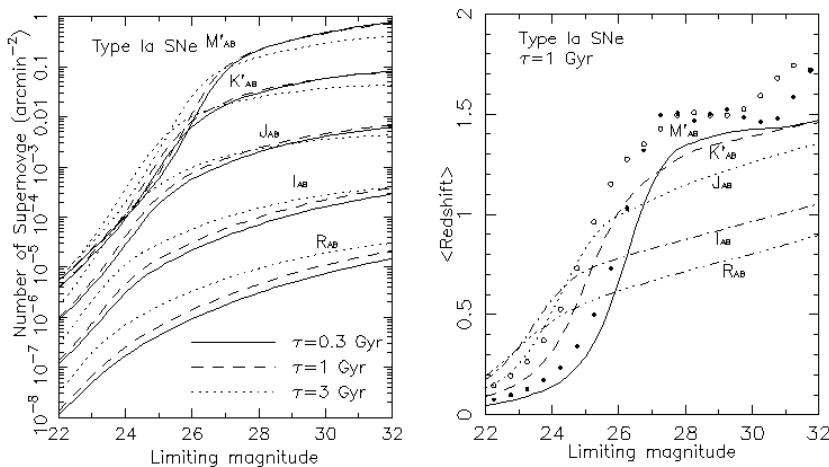


図 1 4 近赤外での Type Ia 超新星の予測光度と天球上の数密度。

Dahlen and Fransson (1998)

5.1.5 ダストに隠された宇宙の探査

遠方宇宙の銀河、とくに、星形成を活発に行っていると思われる若い銀河の探査において、ダストによる吸収・減光の効果を無視することはできない。広視野近赤外カメラは、(1)すでに同定されている高赤方偏移天体について、ダストによる吸収量を評価し、本来の紫外線光度を求めること、及び、(2)吸収のため可視では非常に暗い天体を近赤外線イメージで効率よく同定すること、の2点において、ダストに隠された高赤方偏移宇宙の真の姿をとらえる上でたいへん有用であると期待される。

後者については、例えば、サブミリ波帯で検出される高赤方偏移銀河の同定などの研究課題が挙げられる。SCUBA などの観測装置を用いて、サブミリ波帯での観測は進みつつあるが、検出された銀河の可視、近赤外の性質はあまりよく分かっていない。図15、及び16には Heuges et al. (1998) による HDF の SCUBA の観測、及び Lilly et al. (1998) による対応天体候補の色についての結果を示してある。I-K が4近い非常に赤い天体も存在することに注意されたい。現時点でのサブミリ観測の位置決定精度(数秒)は完全な光学同定には十分ではない。しかし、LMSA、LMA+LSA など、次世代のミリ波、サブミリ波観測装置では、0.1秒角の位置決定精度を持つことが期待され、したがって、可視・赤外での同定作業も効率よく進むと考えられる。現在観測されているサブミリ波ソースで、それなりの信頼度で対応天体が見えているものについては、可視・近赤外の色が青い(B-K=3)のものもある(Barger et al. 1998)が、いずれにせよ、ダストによる吸収の存在が確実なので、近赤外での観測が大変重要なものであることは論を待たない。これらの天体の個数密度は、SCUBAの検出限界、850ミクロン帯で数mJyのところ、数千-1万個/平方度と考えられる(Brain et al. 1998)。近赤外線の光度は、あかるいものでK=20等程度、従ってかなり深い観測も必要になるLMSAなどの観測装置で数平方度以上のサーベイを行った場合、近赤外線のフォローアップに、SPIRCはたいへん威力を発揮するだろう。

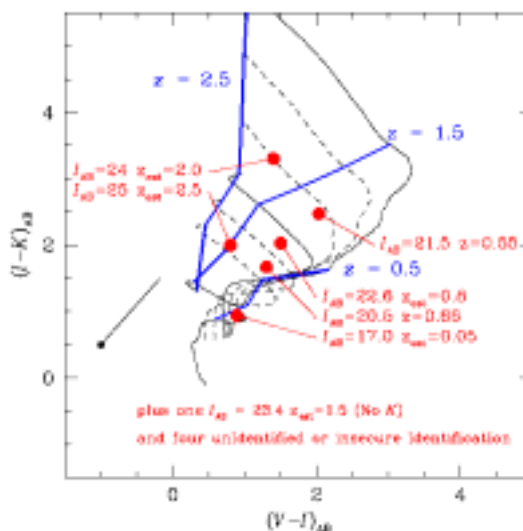
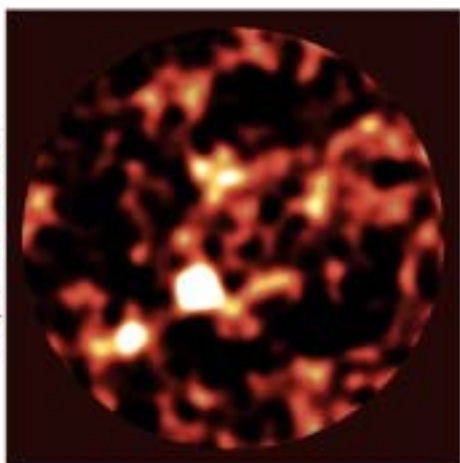


図15(左) Heuges et al. (1998) による HDF の SCUBA による撮像

図16(右) Lilly et al. (1998) による C F R S領域 SCUBA ソースの可視対応天体についての可視・近赤外2色図。

5.1.6 主焦点近赤外線カメラによる天体探査

6-1 高吸収銀河、Extremely-Red-Objects

高赤方偏移、激しい星形成を起こしている銀河におけるダストによる吸収の影響、それに対する近赤外広視野カメラの意義についてはすでに上の章で述べた。ここでは、さらに、extremely red objects (ERO) と呼ばれる天体のサーベイについて述べる。ERO の一般的な探査はこれまで行われたことがないが、近赤外による深広視野撮像、さらに可視による非常に深い撮像をともなう観測例としては、MPA による CADIS サーベイがあげられる。このサーベイにおいて、 $K=20$ 等付近で、 $R-K>6$ と非常に赤い天体が見つかり、その一つは輝線をともなう赤方偏移 2.5 程度の天体であることが確認されたようである。このような非常に赤い色を持つ天体の個数密度は、 $K < 19.75$ 等で 500 個/平方度程度と見積もられ、比較的稀である (Beckwith et al. 1998)。従ってこのような天体の統計的な性質を調べるためには、より深く、広視野の近赤外線観測が重要である。

6-2 超高赤方偏移天体 ($z > 7$) の探査

HDF の観測により赤方偏移 6 - 7 を越える宇宙まで見通せることが明らかになりつつある。赤方偏移 5.34 及び 5.6 の天体も分光観測によって確認されるなど、宇宙初期に存在した天体の存在があきらかになりつつある。これらは、主に Lyman-Break などのフィーチャーを利用した photometric redshift の手法によって発見、同定された天体であるが、これまでの探査は主に可視波長域、最も赤方偏移の遠い天体で V または R バンドと I バンドのフラックス比が用いられている。

近赤外線の撮像により、この手法をさらに高赤方偏移の宇宙まで延長することができる。ただし、Lyman Break は銀河間ガス、星間ガス、恒星大気吸収の合わさったものであり、銀河間ガスの電離度によっても、天体の予測される色、光度などは変わりうる。宇宙の再電離がどれくらいの赤方偏移でおこったかにもよるが、もし、赤方偏移 6-7 で再電離が十分に行われていなければ、非常に強い水素 Lyman alpha 線の非常に連続的に近い吸収も期待され、この場合、赤方偏移 6-7 より大きい天体は、可視波長域では非常に暗くなる (Gunn-Peterson 効果)。GP 効果的な連続的な吸収ではないが、キューサーの低分散スペクトルの連続波の減衰効果の評価から、Lyalpha 雲による吸収は赤方偏移 3.5 付近を境に非常に大きくなることも知られている。実際、Steidel らの LBG の基準を Lyalpha 雲の影響も考慮してゆるめることで、Lowenthal らはより多くの高赤方偏移天体を同定することができた。

さて、 $z=3-4.5$ でこれまで調べられている Lyman-Break galaxies は非常に暗い。現在のところ、 $z=3-4.5$ の範囲では、これらの天体の紫外線光度関数に、大きな進化は観測されていない。これらの天体を赤方偏移 7-10 まで持っていくと、光度に変化がないとしても、さらに暗くなる。典型的には、 $z=7$ で $I=27-28$ 等、 $J=25-26$ 等程度となる。従って、仮に光度に変化がないとしても、これらの天体をすばるで検出するためには多大な観測時間が必要となる。

ところで、 $z=3-4$ で見つかった LBG も、光度分布を持つことが知られている。最も明るい光度の天体を赤方偏移 7 まで持っていくと $J=23-24$ 等くらいで、観測可能域に入る。ただし、これらの天体の個数密度は小さいので、深く、かつ広視野の近赤外線撮像が必要となる。その意味、SPIRC によって深く、広く観測することで初めて、このような天体の候補を系統的に探査することができるだろう。

6-3 高赤方偏移キューサーの探査

最近、ついに赤方偏移 5 を超えるキューサーも見つかったが、赤方偏移 6-7 を越えるキューサーの探査も大変重要な課題である。同様に、このような高赤方偏移のキューサーは、Ly 輝線より短波長側で、強い銀河間吸収をうけだろう。銀河同様、赤方偏移 6 - 7 を越えるキューサーは I バンドまでの可視波長域では暗く、近赤外線でのみ明るい天体となるであろう。キューサーは個数密度が非常に低く、また、このような高赤方偏移では非常に暗くなることが予想されるので、近赤外線による広視野、深撮像観測が必要となる。例えば、現

在観測されているクェーサー数密度の進化から、静止系で $M_B = -26.5$ 等より明るいクェーサーは赤方偏移 7 で $J=22$ 等くらいになると予想されるが、個数密度は 10^{-8} 個/Mpc³ と非常に小さいと思われるので、20平方度あたり1個程度の面密度と予測される。したがって、このようなクェーサーを少なくとも数個見つけるためには、限界等級 $J=22$ 等で100平方度のサーベイが必要である。これをカバーするのに SPIRC では正味35時間かかる。既存の検出器では非現実的であるのに対して、SPIRC では時間はかかるが、現実的である。但し、可視波長域でも深く、広視野の撮像を行わなければならないので、実際には SPIRC を用いても相当の時間がかかると考えられる。最も適した限界等級、サーベイ視野を求めるのは、今後の課題としたい。

6-4 2型クェーサー

吸収をうけたクェーサーとは、本来は通常のクェーサー中心核を持つが、その中心核起源の連続波や可視 - 紫外線波長域の広い輝線領域 (BLR) が、ダスト、ガスによる吸収によって隠されたクェーサーのことで、セイファート2との類推から、2型クェーサーとも呼ばれる。エネルギーの高いX線で観測すると、このような隠された中心核からの輻射が見えてくるが、ASCA や ROSAT によるサーベイ観測から、数個以上の2型クェーサーが発見されている。また、遠赤外線で非常に強い輻射を出している天体の中にも、2型クェーサーが同定されている。これまでの観測から、これらの2型クェーサーの母天体の可視-近赤外の色は一般的にかなり赤く、 $I-K = 4$ 程度である。(ただし、まだサンプルが非常に少ない)

今後、XMM、AXAFなどの衛星により、X線での2型クェーサー探査は急速に進むと思われる。これらの衛星で検出されるX線源のうち、2型クェーサー、AGNの割合は数十%にも登るだろう。これらについては近赤外線撮像のほうが効率よく、天体の同定、検出が行える可能性がある。XMM、AXAFで観測された領域を、SPIRCで撮像し、X線源の位置(位置決定精度は数秒角以下)に対応天体を探す。X線源の個数密度は、検出限界 ($f(2-10\text{keV}) = a \text{ few} \times 10^{-15}$ cgs) で、5 - 6千個/平方度と予測される。どの程度の光度かは不定性が大きい。ASCAなどで見つかった $z=1$ 程度の2型クェーサーで、 $K=18-20$ 程度である。効率よいフォローアップには SPIRC が適している。赤方偏移、天体の性質は、FMOS FOCAS OHS などを用いて決める。

6-5 狭帯域撮像による輝線銀河探査

狭帯域撮像による輝線銀河探査は、高赤方偏移の星形成銀河の探査のための最も有効な手法の一つである。しかしながら、 L_y は銀河内の星間吸収の影響を強く受けるが、とくに、resonance scattering による mean-free-path が大きくなる影響で選択的に強い吸収を受けることが多いことが知られている。従って、ダストによる吸収がある場合、 L_y による星形成率の評価、天体の輝線光度関数などの解釈には注意が必要である。これに対して、近赤外波長域で H 輝線の観測は、比較的ダストによる吸収の影響が少ない。また、近傍銀河との比較の上でもメリットがある。また、すでに星形成銀河が多数観測されている中間赤方偏移においても、可視波長域に入る [OII] 輝線は星形成活動の指標としては不定性が大きいので、H α による観測が重要である。これまでも、H による輝線銀河探査は行われ、CADIS などのサーベイを始め、クェーサー、電波銀河の周辺などで輝線銀河の検出の成功が報告されている。

Teplitz et al. (1998) の KeckI を用いた観測によれば、H で 7×10^{-17} erg/cm²/s (3-sigma)、 $K'=22$ 等の限界等級で赤方偏移 2 - 3 程度の H 輝線銀河を 12 平方分で 11 個 検出しており、ここから、これらの輝線銀河の個数密度について、0.01 個 /Mpc³ 程度としている。SPIRC による広視野、輝線銀河探査は、より広く、深く、探査を行い、H-alpha 光度関数の評価、及びその進化を追跡するのが目的である。いくつかの波長域における、SPIRC 1 視野の観測で、数千個の H α 輝線天体の検出が期待できる。適当な赤方偏移の bin にくぎっても統計的な議論が行える数である。フォローアップは、FMOS または OHS、FOCAS で行うことができる。

5.2 褐色矮星・YSO探査

近年、一般フィールドや星形成領域において、低質量星の探査を行い、その質量分布や存在量をあきらかにして低質量星の形成、バリオン・ダークマターなどの解明に挑もうという研究が活発になってきた。現時点において、褐色矮星は、すでに遍在するものであることが証明されつつある。今後は、さらに系統的な探査を行い、星形成、銀河構造、銀河形成などの研究に応用してゆくことが重要な課題となるだろう。より一般的な SPIRC を用いることにより、より効率よく、精確に、フィールドや星団中の褐色矮星を探査することや、星形成領域で若い褐色矮星の探査を行うことができると期待される。

5.2.1 褐色矮星探査の現状

これまでの褐色矮星の探査は、大きく分類すると、近隣の太陽型星のコンパニオン探査、プレアデスなどの星団の探査、星形成領域中の若い低質量星の探査、そして広視野サーベイを通じての一般フィールドでの探査などの形で行われてきた。現時点では、褐色矮星の確証は、いわゆる「リチウム・テスト」と呼ばれる、リチウム吸収線の検出により行われている。

DENIS や 2MASS などの近赤外広視野探査によって一般フィールドで、褐色矮星だと同定された天体は、すでに 25 個以上存在する。当然、このような低質量、低温度星は、近赤外で明るく、近赤外による探査が本質的に重要である。例えば、2MASS では、候補天体の選択基準は $J-K > 1.3$ $R'-K > 5.5$ などであり、DENIS でも、見つかった天体の色は $I-J > 3.5$ $J-K > 1.3$ などの範囲にある (e.g., Delfosse et al. 1997)。Kirkpatrick らは、これらの低質量星について、「L Dwarfs」としてすでにスペクトル分類を行っている。今後、このようなスペクトル型の分類が確立すれば、より、効率よく、大規模な広域深探査を行うことができるようになることが期待される。図 17、18 には、M8V-L8V のスペクトル例、およびリチウム吸収線の検出を示す褐色矮星のスペクトル例を示している。

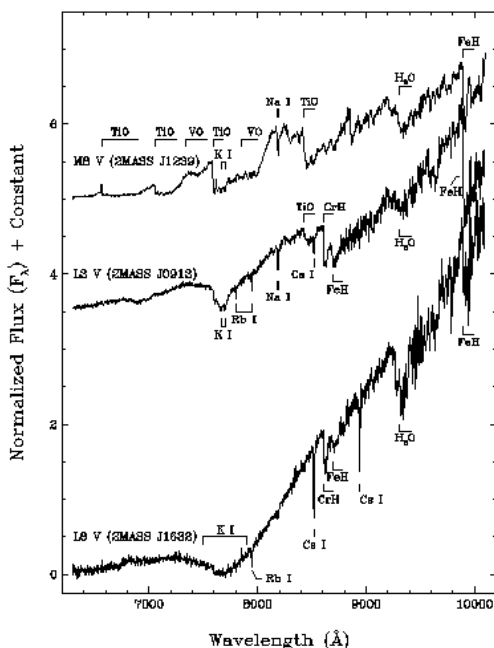


図 17 M8V, L2V, L8V 型の褐色矮星のスペクトル

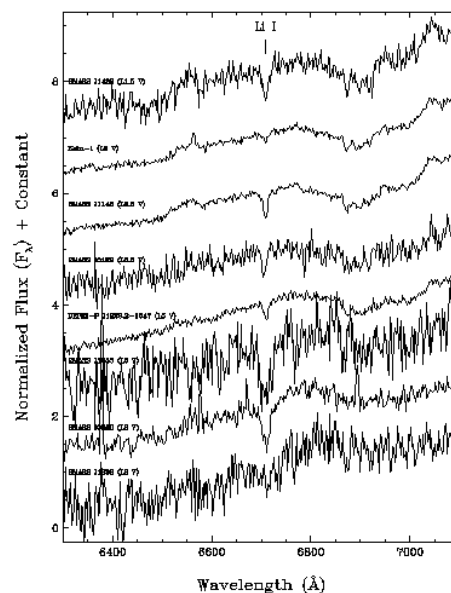


図 18 褐色矮星であることを示すリチウム・テスト (Liebert 1998 より)

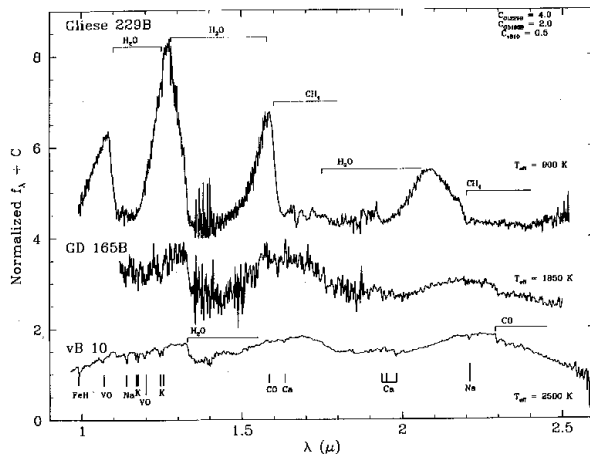


図19 GL229B 及び M8V、
L2V 型褐色矮星の近赤外スペクトル
(Liebert 1998 より)

近傍太陽型星のコンパニオンとして見つかった GL 229B (Nakajima et al. 1995) は、これまで見つかった褐色矮星の中では、非常にユニークな存在である。図19には GL 229B とともに、M8V 及び L2V 型星の近赤外でのスペクトルを示してあるが、水やメタンの吸収など、非常に異なった、特徴的なスペクトルを示している。フィールドで見つかっている L 型矮星が表面有効温度 1500-2500 度程度であるのに比べ、ずっと低く、1000 度程度であると推定されている。また、水などの吸収のフィーチャーにより、近赤外での色も大きく異なり $J-K = -0.1$ と青くなっている。このような天体はどれくらい、一般フィールドにも存在するのだろうか？

プレアデス、ヒアデスなど、散開星団中でも褐色矮星は見つかっている。星団中の褐色矮星は、(不定性はあるが) おおよその年齢を推定することができるので、これら褐色矮星の質量などを評価する上で、貴重である。また、星団における質量分布関数を求めることも試みられている。これまで、測光サーベイから 50 以上の褐色矮星候補が検出されており、中には、褐色矮星の連星である PPL15 など大変興味深い天体も含まれている。

近傍の星形成領域においても、より若い、初期の褐色矮星の探査が行われている。より低質量で、年齢が立つと冷たく、暗くなってしまう天体も、まだ、観測できるほど十分に高温であると期待され、プレアデスなどの星団で見つかっているものより低質量の、30-40 木星質量以下の天体が発見されると考えられている。最近、Tamura et al. (1998) は、おうし座及びカメレオン座分子雲領域で、JHK 測光サーベイから、十数個の非常に若い(百万年程度の年齢)の、褐色矮星候補を発見した。これらの天体は、古典的 T タウリ型星とよく似た色を示すが、星形成領域でこれまで見つかっていた天体より 4 等以上暗く、プレアデスなどで見つかっている褐色矮星候補よりも低光度であり、非常に若い低質量の褐色矮星である可能性が非常に強いと主張している。典型的には、J バンドの絶対光度が 10-15 等程度、 $J-H > 2$ $H-K > 0.5$ 程度の色を持っている。

5.2.2 SPIRC による褐色矮星探査

現状では、褐色矮星の同定については、分光観測によるフォローアップが必須である。とくに、リチウムテストなどを行うためには、可視波長域での分光観測が必要であるが、一般に褐色矮星は非常に赤いため、可視で十分な SN で分光できる天体は近赤外で十分明るい天体に限られていた。さらに、近赤外検出器の視野が小さく、また DENIS 2MASS などの広域サーベイは限界等級も浅いので、実際、これまで同定された褐色矮星のみかけの光度は、 $K = 12-18$ 等程度と、かなり明るいところに限界があった。

しかし、フィールドや散開星団でのより低質量の褐色矮星の探査、星形成領域でのさらに低質量星までの探査など、質量分布関数や、褐色矮星の進化、ひいては空間分布から銀河構造やダークマターの問題を解明してゆくためには、今後、より暗い褐色矮星を探査してゆく必要があるだろう。2MASS ($K < 13$) での褐色矮星の個数密度は、400 平方度の探査で 15 個見つかったことから、平方度あたり 1 個程度である。より暗いところでこれがどの程度増えるかはまだ解らないが、 $K < 20$ 等程度では、平方度あたり 1 万個以下と推定され、いずれにしても、広視野での探査は重要であると思われる。(よりもっともらしい評価のためには、銀河系の構造モデル

の詳細な検討が必要である。)また、近傍の星団や、星形成領域の全面にわたる系統的な観測を行うためには、広視野カメラが必須のものとなるだろう。星形成領域においては、褐色矮星にかぎらず、様々な質量の YSO または分子雲コアなどの探査も目指すべきところである。

問題は、選んだ候補から、確実に褐色矮星を同定し、そのスペクトル型などを評価してゆくことであるが、今後、DENIS 2MASS などを通じて、かなりの数の褐色矮星が同定され、その性質がよくわかってくるにつれて、近赤外サーベイによる同定手法は改善されてゆくと期待される。また、すばる自身を用いた、近赤外の分光観測によっても、同定作業は可能になるであろう。

5.3 その他

以上、我々が SPIRC を用いて、最も重点的に研究をすすめたいと考えている遠方銀河と褐色矮星について述べた。しかし、SPIRC の広視野、すばるの大集光力を活かした観測は、他の様々な分野でも大きな進歩をもたらすだろう。紙数の都合もありすべてについて述べられなかったが、**近傍銀河の近赤外光度関数の faint-end の研究、近傍銀河団の色等級分布、光度分布、形態分布などのより詳細な研究、非常に近い銀河内の星形成領域、惑星状星雲、セファイドなどの変光星の研究や、さらには、スターカウントなどを通じた我々の銀河系の構造、特定の領域での星間吸収分布の研究、カイパーベルト天体の検出や彗星の狭帯域撮像などの太陽系内天体の研究**にも SPIRC は大きな威力を発揮すると思われる。今後、幅広く、いろいろな分野の専門家とも協議を重ねながら最終仕様に反映させていくべきであると考えている。