

9 Daleká infračervená a milimetrová astronomie

Daleká infračervená oblast (FIR) zhruba od $\lambda \simeq 10 \mu\text{m}$ a zejména milimetrová oblast se technologicky podobají rádiu. Obecně na takových dlouhých vlnových délkách převážně vyzařují chladné objekty; milimetrové je i kosmické „mikrovlnné“ pozadí, s rovnovážnou teplotou $T \simeq 2,7 \text{ K}$. Podle Wienova posunovacího zákona je maximum na:

$$\lambda_{\text{max}} = \frac{b}{T}, \quad (9.1)$$

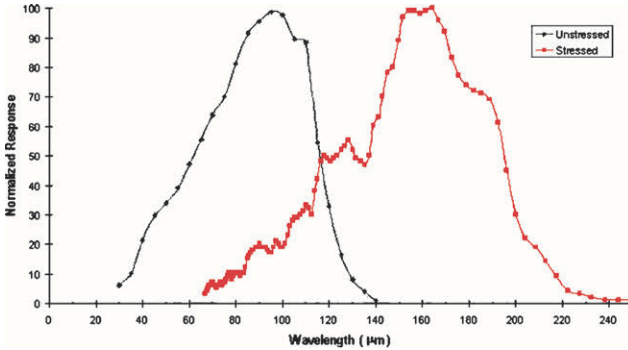
kde konstanta $b = 2,8977729(17) \cdot 10^{-3} \text{ m K}$. Potřebujeme proto chladné detektory, ale naštěstí nemusejí být chladné antény, protože jejich tepelné záření málokdy treffi malý detektor.

9.1 IR detektory

Klasickým materiálem pro detekci v infračervené oblasti je PbS, neboli minerál galenit, který je při chlazení na teplotu kapalného dusíku $T_v = 77 \text{ K}$ citlivý v rozmezí $\lambda = 1$ až $4 \mu\text{m}$ (tj. spíše NIR). Měří se buď fotoproud (přímo), nebo fotovodivost (nepřímo), když se PbS zapojí jako fotorezistor do obvodu a zjišťuje se změna proudu při dopadu fotonu.

Germaniový detektor, přesněji Ge dopované Ga, může být citlivý v rozsahu 50 až $240 \mu\text{m}$. Je však potřebné chlazení heliem na 4 K a speciální zesilovač, chlazený na tutéž teplotu. Zajímavý je posun citlivosti při stlačení materiálu (na 490 MPa; obr. 9.1). Kvantová účinnost dosahuje asi 20 %.

Materiál HgCdTe vykazuje citlivost ve dvou intervalech, $\lambda = 3$ až $5 \mu\text{m}$ a 8 až $12 \mu\text{m}$, jež můžeme volit změnou poměru rtuti a kadmia, konkrétně $\text{Hg}_{0,7}\text{Cd}_{0,3}\text{Te}$ a $\text{Hg}_{0,8}\text{Cd}_{0,2}\text{Te}$. Chlazení je obvyklé na 77 K. Nezvyklé je, že odezva IR detektorů bývá komplikovaná a závislá na historii. Částečným řešením je modulace na vstupu, tudíž měříme rychle se měnící signál, a stimulace, neboli jednorázové ozáření silným infračerveným zdrojem uvnitř aparatury. Problémy způsobuje také kosmické záření; stačí i malá dávka 10^{-3} Gy [gray] a nastane přechodné zvýšení citlivosti a dlouho trvající návrat. Pomáhá zvýšení napětí offsetu, ozáření silným zdrojem nebo zahřátí nad určitou teplotu (Young 2005).



Obrázek 9.1: Normalizovaná odezva detektoru Ge:Ga v závislosti na vlnové délce λ pro případ nestlačený a stlačený. Převzato z Young (2005).

Dále je samozřejmě možné využívat supravodivých detektorů. Na dalekohledu JCMT, přístroji SCUBA–2, je například použit TES, zajišťující citlivost v pásmech $\lambda_{\text{eff}} = 450$ a $850 \mu\text{m}$. Na observatoři ALMA je zas pro většinu pásem použito STJ = SIS, konkrétně mezi $3,5 \text{ mm}$ a $300 \mu\text{m}$.

9.2 IR a mm pozorování

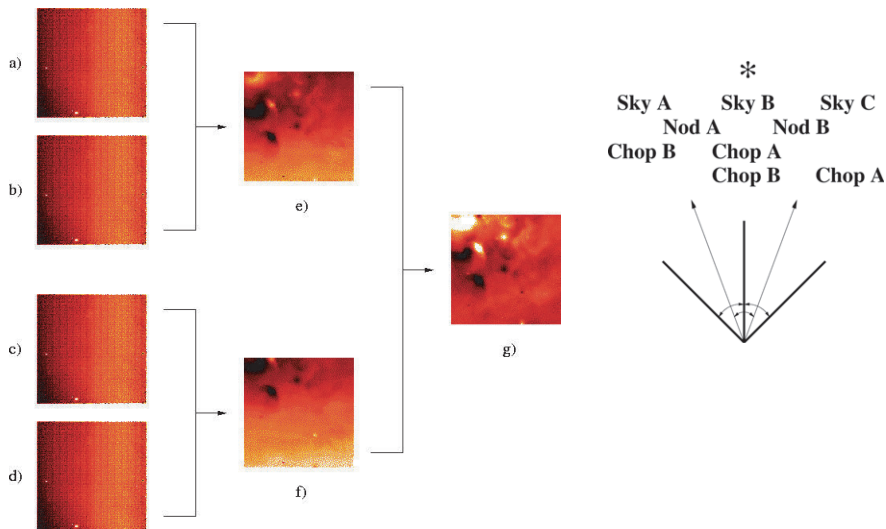
Pozorování v oborech M ($\lambda_{\text{eff}} = 4,75 \mu\text{m}$), N ($10,5 \mu\text{m}$), Q ($21 \mu\text{m}$) je ze Země čím dál obtížnější, neboť v atmosféře dochází k absorpci (zejména vodní párou) a navíc k tepelné emisi, která vytváří neúnosné pozadí; jako bychom pozorovali ve dne. Přispívají k němu i dalekohledy (antény), resp. sekundární zrcadla (reflektory), nacházející se blíže ohnisku. Proto se ostatně stavějí družice jako IRAS, jenž pozoroval na $\lambda_{\text{eff}} = 12, 25, 60$ a $100 \mu\text{m}$, Spitzer, Herschel nebo Planck.

Nodding a chopping. Existuje však postup, jak pozadí potlačit. Nazývá se nodding, což je prostě pohyb dalekohledu, a chopping, což je pohyb sekundáru. Proč nepoužít pouze nodding? Protože dalekohled je příliš pomalý a atmosféra rychle proměnná. Proč nepoužít pouze chopping? Protože vidíme jinou část zrcadla, na němž jsou tepelné gradienty.

Situace je následující: máme dvě polohy dalekohledu nod A, nod B (posunutě o $\pm\Delta\delta$), dvě polohy sekundáru chop A, chop B (o $\mp\Delta\delta$), takže vidíme dvě různá nastavení zrcadel označené třeba telescope L, telescope R, tři různé oblohy sky A, sky B, sky C, a sem–tam hvězdu (když $\Delta\delta - \Delta\delta = 0$). Konkrétně máme signály (obr. 9.2; Volk 2007):

$$\text{nod A, chop A: } S_{\text{sky B}} + S_{\text{telescope R}} + S_{\text{star}} + N, \quad (9.2)$$

$$\text{nod A, chop B: } S_{\text{sky A}} + S_{\text{telescope L}} + N, \quad (9.3)$$



Obrázek 9.2: Nodding a chopping. Jednotlivé obrázky odpovídají postupně nastavení: nod A a chop A \equiv AA, AB, BA, BB, AA – AB, BA – BB a AA – AB – (BA – BB). Na každém obrázku je pochopitelně jinak nastaven černý a bílý bod. Převzato z http://www.disi.unige.it/person/MagilloP/VICOLAB/BERTERO_DIR/CHOP_TECH.html a Volk (2007).

$$\text{nod B, chop A: } S_{\text{sky C}} + S_{\text{telescope R}} + N, \quad (9.4)$$

$$\text{nod B, chop B: } S_{\text{sky B}} + S_{\text{telescope L}} + S_{\text{star}} + N. \quad (9.5)$$

Když spočteme rozdíly:

$$\text{AA} - \text{AB} = S_{\text{sky B}} + S_{\text{telescope R}} + S_{\text{star}} - S_{\text{sky A}} - S_{\text{telescope L}} + N', \quad (9.6)$$

$$\text{BA} - \text{BB} = S_{\text{sky C}} + S_{\text{telescope R}} - S_{\text{sky B}} - S_{\text{telescope L}} - S_{\text{star}} + N' \quad (9.7)$$

a rozdíl rozdílů:

$$\text{AA} - \text{AB} - (\text{BA} - \text{BB}) = 2S_{\text{star}} + 2S_{\text{sky B}} - S_{\text{sky A}} - S_{\text{sky C}} + N'', \quad (9.8)$$

vidíme, že dalekohled zmizel a obloha zmizí za podmínky:

$$S_{\text{sky B}} = \frac{S_{\text{sky A}} + S_{\text{sky C}}}{2}, \quad (9.9)$$

která se zdá přijatelná. Šumům N , N' , N'' se samozřejmě nelze vyhnout.

ALMA. Největší observatoří pro pozorování v milimetrovém a submilimetrovém oboru je bezpochyby ALMA (angl. Atacama Large Milimeter/submillimeter Array; obr. 9.3). Má 66 antén o průměru 12 m nebo 7 m, které jsou parabolické, s hyperbolickým reflektorem. Jejich vzdálenost se může měnit od 150 m až do 16 km.

Zachycují 10 pásem mezi $\lambda_{\text{eff}} = 350 \mu\text{m}$ a 10 mm. V interferometrickém režimu rozlišení dosahuje 10 mas, což je méně než u optických interferometrů, neboť je zde větší λ a menší B/λ . Celkem 2 145 různých základů zajišťuje rychlé pokrytí roviny (u, v) při supersyntéze. Konfiguraci je možné měnit pomocí dvou transportérů antén, s nosností 100 t, pohybujících se rychlostí 12 km/h. Vybudováno bylo 192 stanovišť, na něž se antény umísťují s přesností několika milimetrů. Sada detektorů je umístěna v sekundárním ohnisku; každý je optimalizovaný pro dané pásmo (označované 1 až 10) a chlazený kryostatem na 4 K (Remijan a spol. 2015).



Obrázek 9.3: Antény observatoře ALMA. Převzato z <https://www.eso.org/sci/facilities/alma/about-alma.html>.

Lokální oscilátory nejsou lokální doslova, příslušný signál je přenášen k anténám digitálně–opticky a musí se samozřejmě provádět korekce o délku vlákna. Na výstupu směšovače je mezifrekvence $f_{\text{IF}} = 8 \text{ GHz}$. Přenos signálů z jednotlivých antén je také digitálně–optický. Datový tok dosahuje 120 Gbit s^{-1} na anténu, což by činilo 100 Pbyte za den a bylo by naprosto neúnosné. Proto je nutné provést nějaké zpracování.¹

Korelátor. Oním zařízením je korelátor, jenž má dvě základní části: (i) zesilovač, zohledňující nejrůznější přístrojové a atmosférické jevy, a (ii) směšovač (mixer), násobící napětí z dvojic antén. Celkem je k dispozici 64 vstupů, s laditelnými filtry (TFB). Počítá se 2016 kroskorelací, 64 autokorelací a pak Fourierova transformace (odtud označení „XF“), čili amplitudy pro určitý rozsah frekvencí f , čili spektrum. Rozlišení je na 2 až 4 bity, sampling na Nyquistově frekvenci f_{Ny} nebo dvojnásobku. Uložit je nakonec potřeba 64 Mbyte s^{-1} .

Příspěvky k napětí U od jednotlivých antén by bylo možné sečíst:

$$U(t) = \sum_i U_i(t). \quad (9.10)$$

Přijímaný výkon je však úměrný kvadrátu napětí:

$$\langle P \rangle \propto \langle U^2 \rangle = \left\langle \left(\sum_i U_i \right)^2 \right\rangle \simeq \sum_i \sum_j \langle U_i U_j \rangle = \overbrace{\sum_i \langle U_i^2 \rangle}^{\text{autokorelace}} + \overbrace{\sum_i \sum_{j \neq i} \langle U_i U_j \rangle}_{\text{kroskorelace}}, \quad (9.11)$$

¹Vyjímkou je pozorování v režimu VLBI, kdy je nutné tento tok opatřit časovými značkami a nějak uložit, protože korelace se provádějí off-line.

odkud je zřejmé, proč se počítají nějaké autokorelace a kroskorelace.

Namíření antén kousek vedle by přirozeně vytvořilo fázový rozdíl mezi napětími, které předtím byly ve fázi:

$$U_2 = U_1 e^{2\pi i[(u,v)\cdot\vec{\alpha}']}, \quad (9.12)$$

což je prostorová harmonická funkce. Korelace napětí jsou tedy úměrné komplexní viditelnosti $\mu(u, v)$ interferenčních proužků. Antény při pozorování provádějí nodding, jenž slouží právě k rychlému změření proužků, aby nebylo nutné čekat, než se Země ráčí pootočit.

Velikost zorného pole je omezena především úhlovým rozměrem primárního laloku antény. Šířka laloku v půli výkonu je:

$$\text{BWHP} = 1,02 \frac{\lambda}{D}, \quad (9.13)$$

zatímco šířka laloku mezi prvními nulami:

$$\text{BWFN} = 2,44 \frac{\lambda}{D}. \quad (9.14)$$

Na okrajích padá citlivost k nule. Větší zorné pole je možné získat pomocí *mozaiky*, kde krok v úhlu $\delta\phi = \lambda/(\sqrt{3}D)$ je volen tak, aby vzorkování bylo Nyquistovo a pokles výkonu byl právě kompenzován sousední polohou.

Jako každý interferometr, má i ALMA problém s příliš *rozlehlými* zdroji. Základny B totiž nemohou být kratší než je průměr antén D ! Chybějící malé základny znamenají chybějící malé prostorové frekvence (souřadnice u, v), čili špatné rozlišení velkých zdrojů. Maximální rekonstruovatelná škála je:

$$\phi_{\text{mrs}} \simeq 0,6 \frac{\lambda}{B_{\text{min}}}. \quad (9.15)$$

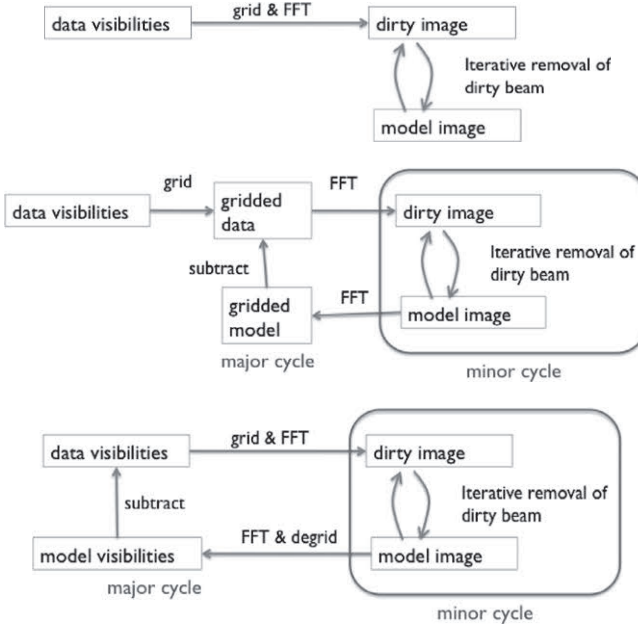
To bylo ostatně důvodem pro stavbu kompaktního pole ACA ze 7m antén a jednotlivých 12m antén.

□

Kalibrace toku se provádějí na objektech sluneční soustavy (planetách, planetkách), pro které jsou dobře známé vzdálenosti (toky) z efemerid. Použít je sice suché místo, ale absorpční pásy H_2O pozorování stejně značně ovlivňují. Odpovídající fluktuaace atmosféry se měří radiometry vodní páry (WVR). Několik antén je navíc vybaveno nutačním reflektorem, který provádí chopping mezi dvěma polohami v azimutu. Vzniklá modulace signálu umožňuje potlačení vlivu atmosféry na frekvencích $f < f_{\text{chopping}}$.

Redukce probíhá podle *měřící rovnice* (Petry 2012):

$$\mu_{ij} = M_{ij} B_{ij} G_{ij} D_{ij} \int E_{ij} P_{ij} T_{ij} F_{ij} S_{I\nu}(\vec{\alpha}') e^{2\pi i[(u_{ij}, v_{ij})\cdot\vec{\alpha}']} d\vec{\alpha}' + A_{ij}, \quad (9.16)$$



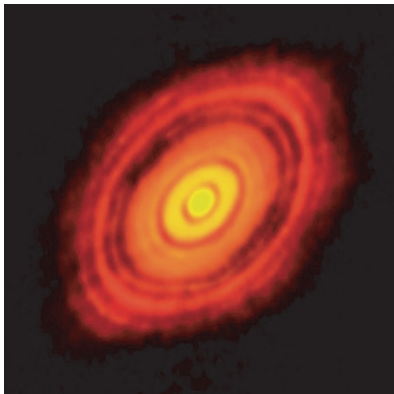
Obrázek 9.4: Různé dekonvoluční algoritmy v software CASA: CLEAN (nahore), Clark (uprostřed), Cotton–Schwab (dole). Klasický algoritmus pozorované viditelnosti μ interpoluje na rovnoměrnou síť, provede zpětnou Fourierovu transformaci, iteračně odečítá PSF (špinavý paprsek) od špinavého obrazu, čímž se získá syntetický obraz. Clarkův algoritmus provádí totéž v malém cyklu, ale pak se ve velkém cyklu provede dopředná FFT syntetického obrazu, získají se syntetické viditelnosti na síti, odečtou se od pozorovaných interpolovaných a pokračuje se. Cotton–Schwabův algoritmus po zmiňované FFT provede ještě výpočet viditelností v původních souřadnicích (u, v) a odečtení od původních pozorovaných μ . Převzato z Petry (2012).

kde i, j označují indexy dvojice antén, $\vec{\alpha}'$ úhlové souřadnice v rovině obrazu, $(u, v) \equiv \vec{B}/\lambda$ souřadnice projekce základů (v cyklech), μ_{ij} komplexní viditelnost, I_ν obraz (ten chceme zjistit), M_{ij} multiplikativní nejistota závislou na základnách, B_{ij} odezvu pásma, G_{ij} zobecněný zisk elektroniky, D_{ij} polarizační průsak, E_{ij} napěťovou odezvu antény (primárního svazku), P_{ij} závislost na paralaktickém úhlu, T_{ij} troposférické jevy, F_{ij} ionosférickou Faradayovu rotaci, S zobrazení do polarizační báze pozorování a A_{ij} aditivní nejistotu. Hodnoty neznámých matic je možné spočítat řešením (optimalizací) soustavy lineárních rovnic:

$$\mu_{ij}^{\text{obs}} = M_{ij} B_{ij} G_{ij} D_{ij} P_{ij} T_{ij} F_{ij} \mu_{ij}^{\text{syn}}, \quad (9.17)$$

kde μ_{ij}^{obs} je pozorovaná viditelnost kalibračního zdroje, pro nějž známe (teoreticky spočtenou) μ_{ij}^{syn} .

Pro zpracování měření existuje komplexní software CASA [318]. Rekonstrukce obrazu se v něm provádí pomocí různých dekonvolučních algoritmů (mimo jiné CLEAN, Clark, Cotton–Schwab; viz obr. 9.4 a 9.5). Regionální centrum observatoře ALMA najdeme mj. v Ondřejově.



Obrázek 9.5: Obraz hvězdy HL Tauri s protoplanetárním diskem, odvozený zpětnou Fourierovou transformací a dekonvolucí interferometrických pozorování observatoří ALMA. Pozorování proběhlo v kontinuu, na $\lambda_{\text{eff}} = 2,9, 1,3$ a $0,87$ mm. Rozlišení dosahuje $0,075''$ až $0,025''$. Převzato z <http://www.eso.org/public/news/eso1436a/>, Brogan a spol. (2014).

9.3 Balónová měření

Chceme-li měřit „za každou cenu“ určité pásmo, kde je špatná propustnost, nebo omezují-li přesnost měření fluktuace atmosféry, jednou z možností je použití balónu. To je i případ reliktního záření (kosmického mikrovlnného pozadí, CMB) s maximem monochromatické intenzity I_f na $f \doteq 160$ GHz, která odpovídá $\lambda \doteq 1,8$ mm, s pološířkou FWHM přibližně 3 mm.

Boomerang. Významným balónovým experimentem byl Boomerang, vypuštěný ze základny McMurdo (obr. 9.6; Crill a spol. 2003). Jeho dostup je 42 km, tzn. vršek stratosféry, což minimalizovalo absorpci a fluktuaci zemské atmosféry. Stabilní polární vír zajišťuje předvídatelný pohyb okolo pólu a návrat za několik týdnů.

V základu se jedná o mimoosový Gregoryho dalekohled (obr. 9.8). Primární reflektor měl průměr 1,3 m, ale z toho byla využita jen polovina. Mimoosost $\pm 22,5^\circ$ je možné si dovolit v milimetrovém oboru, v optickém by byl astigmatismus neúnosný. Sekundár je eliptický, ale vytváří rovnoběžný svazek, který dopadá na eliptický terciár, sloužící zároveň jako Lyotova clona paprsků ohnutých při difrakci na primáru. Ve třetí ohniskové rovině je umístěno 16 různých vlnodů, přivádějící vlny na 8 pixelů. Jejich úhlová vzdálenost činí celé 4° . Frekvence, na nichž měření probíhá, jsou 90, 145, 245 a 345 GHz ($\lambda \doteq 3$ mm až $750 \mu\text{m}$).

Balónová měření mají svá specifika, mezi něž patří nutnost stabilizace gondoly. Její azimut je ovládán pomocí momentových motorů, v rozsahu $\pm 30^\circ$. Výška se reguluje pomocí náklonu dalekohledu. Skenování tam a zpět umožňuje opakované měření téhož, tudíž tolik nehrozí systematické chyby, a velký poměr S/N . Sice se pozoruje jen část oblohy (10 %), ale právě ta, kde je malá kontaminace do popředí.