

# Sluneční radioastronomie v éře ALMA

Miroslav Bárta, European ALMA Regional Center, CZ Node, Astronomický ústav  
AV ČR, CZ-25165 Ondřejov, barta @ asu.cas.cz

## Abstrakt

**ALMA – interferometrické pole v oblasti mm a kratších vln – je zdaleka největší současný projekt v oblasti pozorovací astronomie budovaný v široké mezinárodní spolupráci v chilské poušti Atacama. Přestože jeho primárním cílem jsou spíše chladné objekty vzdáleného Vesmíru, část pozorovacího času bude věnována i výzkumu Slunce.**

**Příspěvek si klade za cíl shrnout současný stav sluneční radioastronomie, seznámit čtenáře s principy, výhodami i slabými stránkami metod v ní dosud používaných a s rodícím se novým přístupem, který poprvé umožňuje pozorování s dobrým prostorovým, frekvenčním i časovým rozlišením současně. Právě tohoto principu – tzv. multi-frekvenční aperturní syntézy – využívá i ALMA. Velká očekávání slunečních fyziků bude ilustrovat i sada klíčových, dosud otevřených otázek sluneční fyziky, na něž by pozorování s polem ALMA mohlo poskytnout odpověď.**

**Pozorování Slunce s ALMA nejsou dosud po technické stránce zcela dořešena. Projektům na definování systémových požadavků pro sluneční pozorování a přípravě testovacích pozorování Slunce se v rámci Evropy věnuje především ondřejovský uzel evropského ALMA Regional Centre (EU ARC), jeho činnost v tomto směru bude krátce představena.**

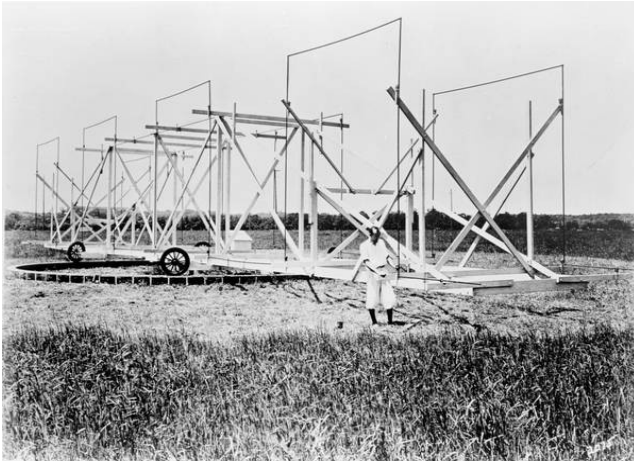
**Nakonec budou zmíněny i další přístroje využívající multifrekvenční aperturní syntézu, které jsou momentálně ve výstavbě nebo ve stádiu projektu.**

## 1. ÚVOD

Jako radiové vlny (v obecnějším kontextu včetně mikrovln a submilimetrových neboli terahertzových vln) obvykle označujeme výsek spektra elektromagnetického záření o vlnových délkách větších než 100 $\mu$ m. Tak jako i záření v jiných oblastech spektra nesou v sobě radiové vlny stopy prostředí, ve kterém vznikly nebo jím prošly, případně se od něj odrazily a otisky fyzikálních procesů v těchto prostředí probíhajících. Proto lze radiové záření použít pro vzdálenou diagnostiku parametrů látky (a její dynamiky a interakcí) na objektech blízkého i vzdáleného Vesmíru. Toho využívá vědní disciplína zvaná *radioastronomie*.

Historie radioastronomie začíná již rokem 1894, kdy Sir Oliver Lodge ze zákonů, kterými se řídí záření absolutně černého tělesa, odvodil myšlenku, že by šly pozorovat takovéto „dlouhé“ vlny ve slunečním záření. Bohužel, jeho pokusy tuto teorii potvrdit byly tehdy neúspěšné. Další historický milník tohoto vědního oboru přichází až v roce 1931, kdy americký inženýr Karl Jansky (jeho otec byl českého původu), který pracoval pro Bellovy telefonní

laboratoře, měl za úkol vypátrat příčinu radiového šumu na přijímačích. Se svojí improvizovanou anténní soustavou (Obr. 1) zjistil, že radiové vysílání je rušeno třemi hlavními zdroji: Lokálními blesky, vzdálenými blesky, a jakýmsi neznámým zdrojem mimo naši atmosféru. Později se ukázalo, že jde o střed Galaxie. Svoji práci sice publikoval, ale reakce na jeho objev přišla až v roce 1937. Tehdy byl muž jménem Grote Reber (radioinženýr) obeznámen s Janského prací a sám si na své zahradě postavil parabolickou anténu o průměru 9.5 metrů. V roce 1943 studoval rozložení radiového záření po obloze na vlnové délce 187 cm a nezávisle objevil též radiové záření Slunce o stejné vlnové délce. Před tím už radiofyzik Southworth roku 1942 pozoroval Slunce na vlnových délkách 3 cm a 10 cm a ve stejném roce byly pozorovány radiové emise Slunce Angličanem Heyem na základě hlášení radarových vojenských posádek o rušivých šumech. Práce obou badatelů však spadaly do vojenského tajemství a byly utajeny až do konce 2. sv. války. Tyto objevy můžeme pokládat za zrod radiových pozorování Slunce neboli *sluneční radioastronomie* jakožto specifické



**Obr. 1: Improvizovaná směrová anténa Karla Janského z roku 1931. Její měření, které odhalilo radiový šum přicházející na Zem s periodou 23 hodina 57 minut (tedy s periodou siderické rotace Země) odhalilo kosmický původ radiového záření a je považováno za zrod radioastronomie.**

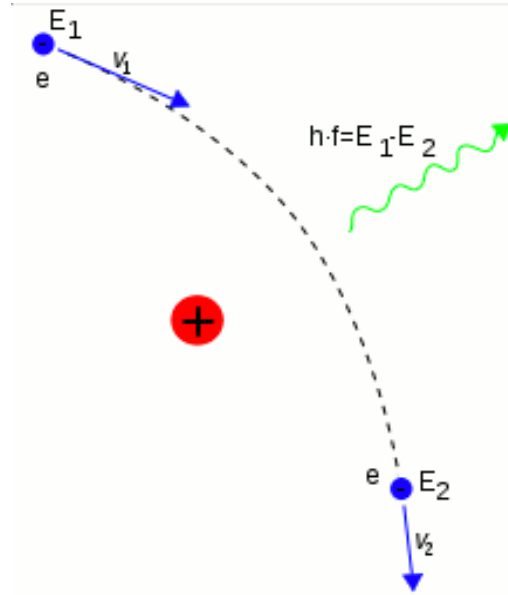
subdisciplíny.

Velkou výhodou radioastronomie je fakt, že větší část radiového záření z Vesmíru od zhruba 10 MHz až po oblast milimetrových a [submilimetrových vln](#) prochází zemskou atmosférou (i když v případě extrémně krátkých vln pouze částečně) a pozorování v této oblasti jsou tedy dostupná z povrchu zemského bez nutnosti využívat velmi drahé kosmické technologie. Vedle oblasti viditelného (optického) záření se tak jedná o naše druhé spektrální „okno“ do Vesmíru. Dostupnost pozemních pozorování umožňuje vybudování rozsáhlých (tj. s velkou sběrnou plochou) a tím pádem i citlivých aparatur. Krom toho, některé specifické procesy – zejména ty, které probíhají v horkém řídkém plazmatu, jsou často pozorovatelné výlučně na radiových vlnách. Radioastronomie, i ta sluneční, tak hraje klíčovou roli v současném výzkumu Vesmíru.

## 2. RADIOVÉ ZÁŘENÍ SLUNCE

Radiový tok, přicházející k nám ze Slunce, můžeme z hlediska jeho dynamiky rozčlenit do tří složek. Nejstálější je radiové **záření klidného Slunce**. Tato komponenta je přítomna vždy a vykazuje jen drobné variace na časové škále řádově roků. Jde o ono Sirem Lodgem správně tušené tepelné záření Slunce, respektive jeho atmosféry. V případě plazmatu sluneční atmosféry mluvíme o detailním mechanismu vyzářování radiových vln jako o *brzděném záření* (viz níže oddíl o [emisních mechanismech](#)).

Druhá složka již vykazuje větší proměnlivost a její typická časová škála odpovídá 27 dnům, čili synodické periodě rotace Slunce. Mluvíme o tzv. **pomalé proměnné složce**. Ze souvislosti její typické periody s rotací Slunce lze



**Obr. 2: Při svém pohybu kolem kladně nabitého jádra je záporně nabitý elektron přitahován k jádru elektrostatickou silou. Ta mu uděluje zrychlení, které se podle Maxwellovy teorie elektromagnetismu projeví vyzářením kvanta elektromagnetického záření.**

vystopovat, že její původ je třeba hledat v aktivních oblastech, které představují „poruchu“ z ideální osové souměrnosti Slunce. Mnohé z nich přitom mohou přetrvat i více slunečních otoček – právě to je důvodem modulace celkového radiového toku s periodou synodické rotace Slunce. Důvody silnějšího radiového signálu z atmosféry nad aktivními oblastmi oproti klidné koróně jsou v zásadě dva: Uzavřené siločáry magnetického pole nad aktivní oblastí jsou schopny „uvěznit“ sluneční plazma ve svých smyčkách (jak se o tom můžeme přesvědčit i z družicových snímků v UV/EUV a SXR oboru) a zvýšená hustota plazmatu pak vede k většímu tepelnému vyzářování. Vedle toho se ovšem částečně uplatňuje i tzv. *gyro-synchrotronový mechanismus* vyzářování související s pohybem elektronů v magnetickém poli nad aktivní oblastí (viz [níže](#)).

Konečně třetí, nejrychleji proměnnou komponentou slunečního radiového toku jsou **sluneční radiová vzplanutí**. Jedná se o velmi dynamické jevy, kdy – v extrémních případech – jasová teplota může stoupnout až o 10 řádů během zlomku sekundy. Vzplanutí jsou velmi často spjata se slunečními erupcemi a koronálními výrony hmoty (CME). Z tohoto důvodu představuje jejich studium významný diagnostický prostředek ve výzkumu fyzikálních mechanismů slunečních erupcí. Obrovské jasové teploty, o mnoho řádů vyšší, než je skutečná kinetická teplota plazmatu ve zdroji radiového záření, ukazují, že velmi často jsou tyto radiovlny produkovány

nějakým typem netermálního vyzařování, jehož prototyp zvaný *plazmová emise* stručně rozebereme – vedle již zmíněného brzdného a gyro-synchrotronového záření – v následujícím oddíle.

## 2.1 Proč Sluníčko září na radiovlnách aneb o emisních mechanismech

Z hlediska obecné termodynamiky je zřejmé, že Slunce jako objekt s konečnou teplotou musí vyzařovat. Jakými detailními fyzikálními mechanismy se to děje v případě plazmatu sluneční atmosféry na radiových vlnách popíšeme stručně nyní. V zásadě se uvažují tři hlavní typy emisních mechanismů.

### Brzdné záření

Z Maxwellovy teorie elektromagnetismu je známo, že při každém zrychleném pohybu elektrického náboje dochází k vyzařování elektromagnetických vln. V horkém prostředí sluneční koróny je látka (převážně vodík) téměř úplně v ionizovaném stavu. Elektrony, které jsou téměř 2000x lehčí než protony (natožpak jádra ostatních atomů) se tepelným neuspořádaným pohybem „proplétají“ kolem atomových jader (převážně jader vodíku, tedy protonů). Dojde-li k přiblížení elektronu ke kladně nabitému jádru, je dráha elektronu elektrostatickým přitahováním odkloněna (stává se hyperbolickou, podobně jako např. v případě přiblížení aperiodické komety ke Slunci) a elektron zakouší pohyb se zrychlením a září (Obr. 2). Zrychlený pohyb nábojů způsobený důsledkem těchto setkání (neboli srážek) elektronů a jader v plazmatu způsobuje tedy vyzařování. Vzhledem k tomu, že ve sluneční koróně je většina srážek v důsledku malé hustoty plazmatu spíše jen vzdáleným průletem, nejsou ani zakřivení drah a jim odpovídající zrychlení příliš velká a tyto vzdálené srážky pak přispívají právě ke spíše nízkofrekvenčnímu, tedy radiovému záření. Pro úplnost poznamenejme, že v případě velkých rychlostí elektronů a hustého prostředí dochází naopak i k četným srážkám těsným – důsledkem je pak vznik krátkovlnného záření, takto např. podle našich představ vzniká tvrdé rentgenové záření (Hard X-rays/HXR) ve slunečních erupcích: je důsledkem srážek elektronů urychlených v koróně s hustou populací iontů v chromosféře, kam svazky elektronů dopadají.

Nicméně, kromě samotného mechanismu generace radiového záření hraje roli i otázka jeho šíření plazmatem sluneční atmosféry. V jednodušším případě, kdy se radiová vlna šíří plazmatem bez pozadového magnetického pole, platí mezi vlnovou délkou a frekvencí tato *disperzní rovnice*

$$\omega^2 = \omega_p^2 + k^2 c^2$$

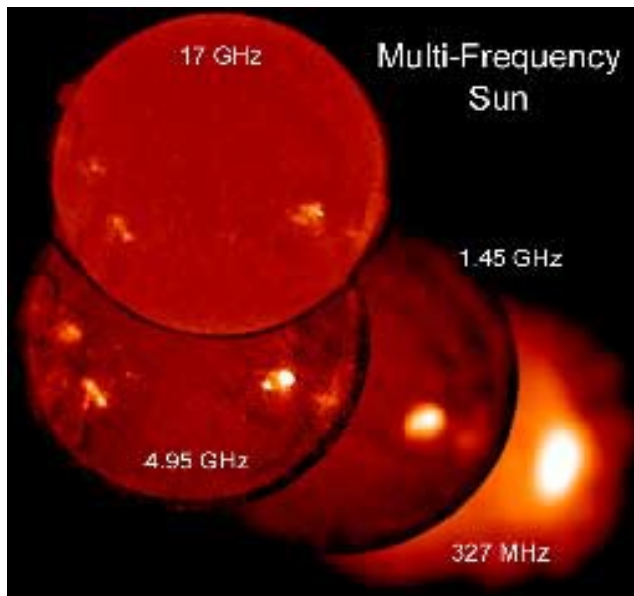
kde mezi kruhovou frekvencí  $\omega$  a běžnou frekvencí  $f$  platí

vztah  $\omega = 2\pi f$  a velikost vlnového vektoru  $k$  je s obvyklejší vlnovou délkou  $\lambda$  spřažena relací  $k = 2\pi/\lambda$ . Veličina  $\omega_p$  se nazývá *plazmová frekvence* a představuje frekvenci vlastních oscilací plazmatu. Když si plazma představíme jako elektronový plyn, pohybující se mezi v podstatě stacionárními (protože o hodně těžšími) ionty, pak výchylka elektronové „tekutiny“ oproti iontové „mříži“ vede ke vzniku nábojové nerovnováhy a tím i elektrického pole. Toto pole se snaží vrátit elektrony zpět do rovnovážné polohy. Protože elektrony mají také nějakou (byť malou) hmotnost, překmitnou rovnovážnou polohu, podobně jako vychýlené závaží na pružině. Elektrické pole, mířící nyní opačným směrem, se je opět snaží vrátit do rovnovážné polohy a celý děj se opakuje – dostáváme kmity elektronové tekutiny vůči iontům právě na plazmové frekvenci.

Pro frekvenci vlastních kmitů závaží na pružině platí známý vztah

$$\omega = \sqrt{\frac{k}{m}}$$

kde  $k$  je tuhost pružiny a  $m$  hmotnost závaží. V případě kmitů plazmatu plyne z Coulombova zákona elektrostatiky, že přitažlivá síla, tedy „tuhost pružiny“ by měla být úměrná součinu nábojů tedy  $(n_e \cdot e) \cdot (Z \cdot n_i \cdot e)$  kde  $n_e$  a  $n_i$  jsou částicové hustoty elektronů a iontů (tj. počet částic v



Obr. 3: Radiové mapy Slunce pro různé frekvence. Krátké vlnové délky přicházejí ze spodní chromosféry a nejvíce připomínají nám dobře známý obraz Slunce z optických pozorování. Nejdelší vlny na tomto komponovaném snímku (na frekvenci 327 MHz) k nám přicházejí z koróny, proto je obraz Slunce difúzní a výrazně větší, než samotný sluneční disk.

jednotce objemu). Pro plně ionizované vodíkové plazma, s nímž se setkáváme ve sluneční koróně, je protonové číslo  $Z=1$  a  $n_i=n_e=n$ , „tuhost pružiny“ tedy bude úměrná  $n^2e^2$ . Naopak, hmotnost objemové jednotky elektronové tekutiny je úměrná  $n \cdot m$ , kde  $m$  je nyní hmotnost elektronu. Z analogie s pružinovým oscilátorem tedy očekáváme, že frekvence vlastních kmitů plazmatu, neboli plazmová frekvence bude úměrná odmocnině z výrazu  $(n^2e^2)/(nm)=(ne^2)/m$ . Skutečně, podrobnější odvození dává pro plazmovou frekvenci vztah

$$\omega_p = \sqrt{\frac{ne^2}{\epsilon_0 m}}$$

kde  $\epsilon_0$  je permitivita vakua a do výrazu se dostala díky použité soustavě jednotek (SI).

Podstatným faktem je, že plazmová frekvence je úměrná odmocnině z elektronové hustoty (a tím pádem i materiálové hustoty plazmatu), ostatní symboly ve výrazu pro  $\omega_p$  jsou konstanty. Z disperzní rovnice je patrné, že existuje minimální frekvence vln, které se mohou šířit plazmatem – je to právě ona plazmová frekvence. Podrobnějším rozbořením disperzní relace, zejména výpočtem *grupové rychlosti*, což je rychlost jakou se šíří energie přenášená vlnou, bychom navíc zjistili, že balíky vln s frekvencí blízkou se shora této limitní hodnotě  $f_p = \omega_p / 2\pi$  se plazmatem šíří velmi pomalu. Díky tomu mají dost času na to, aby díky emisnímu mechanismu získaly větší energii. Důležitým důsledkem pro chápání sluneční radioastronomie pak je to, že záření o frekvenci  $f$  k nám přichází převážně z tenké vrstvy plazmatu, jehož elektronová hustota  $n$  je taková, že jí odpovídající plazmová frekvence je velmi blízká a jen mírně nižší než frekvence pozorovaného záření. Jinými slovy, objem plazmatu s elektronovou hustotou  $n$  vyznačuje především záření o jí odpovídající plazmové frekvenci  $f_p$ . Vzhledem k tomu, že hustota plazmatu – a tedy i elektronová hustota, která je s ní pro vodíkové plně ionizované plazma sluneční koróny svázána vztahem  $\rho = n \cdot M_H$ , kde  $M_H$  je hmotnost atomu vodíku – klesá (v průměru) s výškou nad sluneční fotosférou, přichází k nám krátké vlny (tedy s větší frekvencí) z větších hloubek sluneční atmosféry, kde  $n$  a tím pádem  $f_p$  je vysoké, zatímco dlouhé vlny mají původ v řidších oblastech vnější koróny. Konkrétně, dekametrové vlny mají svůj původ ve slunečním větru, metrové vlny v koróně, decimetrové zejména v hustším plazmatu aktivních oblastí v dolní koróně, centimetrové v chromosféře, případně chromosférickém materiálu „vzdušeném“ do koróny jako jsou filamenty a protuberance, a milimetrové a submilimetrové záření přichází z fotosféry. Právě uvedené tvrzení demonstruje Obr. 3.

Tato představa platí celkem obecně, nejen pro tepelné (brzděné) záření a poskytuje základní vhléd do principů

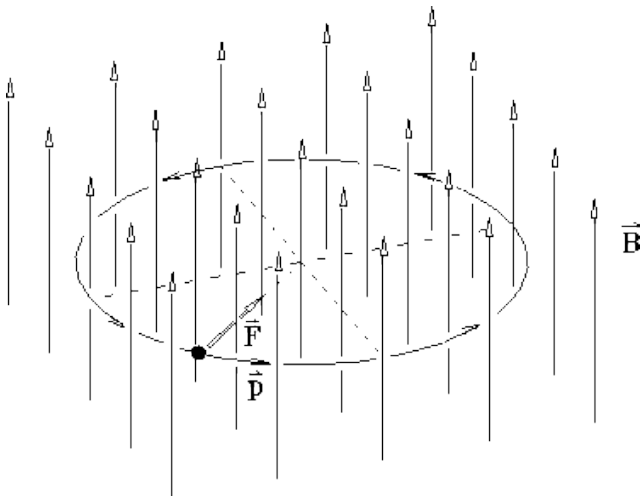
sluneční radioastronomie. Samozřejmě, nelze ji brát absolutně: např. protuberance lze pozorovat i na milimetrových a submilimetrových vlnách, nejen v jejich „domovském“ centimetrovém pásmu. Pozorování na těchto vlnových délkách bude ovšem podstatně méně intenzivní než na frekvencích bližších lokální plazmové frekvenci chromosférického materiálu. Rychle se pohybující balíky submilimetrových vln (jejich grupová rychlost v protuberančním plazmatu se blíží rychlosti světla ve vakuu) nestačí při svém průletu protuberancí nasbírat potřebné množství energie. To se pak na pozorováních projevívá nízkou *jasovou teplotou* (v radioastronomii často používaný ekvivalent pro intenzitu záření), mnohem nižší než je skutečná teplota plazmatu ve zdroji. Mluvíme pak o *opticky tenké emisi*, zachytit ji můžeme jen patřičně citlivými přístroji. I přes toto upřesnění ale poskytuje základní představa o frekvenci emitovaného záření klesající s výškou ve sluneční atmosféře dobré první přiblížení k porozumění sluneční radioastronomii.

### Gyrosynchrotronové záření

Dalším mechanismem, který se uplatňuje ve sluneční radioastronomii, je gyrosynchrotronová emise. Zrychlený pohyb nábojů, vyžadovaný Maxwellovou teorií pro generaci elektromagnetických vln je v tomto případě realizován pohybem elektronů v magnetickém poli. Magnetické pole, díky Lorentzově síle  $F_L = \mathbf{v} \times \mathbf{B}$  nutí elektrony pohybovat se po „spirálách“ (správně šroubovicích – viz Obr. 4) a tento křivočarý pohyb je spojen se zrychlením (způsobeným právě Lorentzovou silou). Analýzou tohoto pohybu dojdeme k závěru, že gyrosynchrotronové záření je generováno na *Larmorově* (též *cyklotronové*) frekvenci

$$\omega_c = \frac{e \cdot B}{m}$$

kteřá odpovídá právě periodě elektronů při jejich cyklickém pohybu po šroubovicových trajektoriích, a na jejich násobcích – tzv. vyšších harmonických, které jsou způsobeny efektem konečného průměru šroubovice (resp. válcové plochy, po níž se vine), jinými slovy jeho nezanedbatelným rozměrem vzhledem k vlnové délce emitovaného záření. Pokud je pohyb elektronu relativistický (při vysokých teplotách), dochází navíc k rozšiřování těchto emisních „čar“ vlivem Dopplerova efektu. Pro ultra-relativistické elektrony se pak celé spektrum vyzářovaných vlnových délek slije do spojitého rozdělení, mluvíme pak o synchrotronovém záření. Vzhledem k řídkému výskytu ultra-relativistických částic na Slunci se tento extrémní případ ovšem pozoruje spíše u jiných astrofyzikálních radiových zdrojů např. u pulsarů a zbytků supernov.



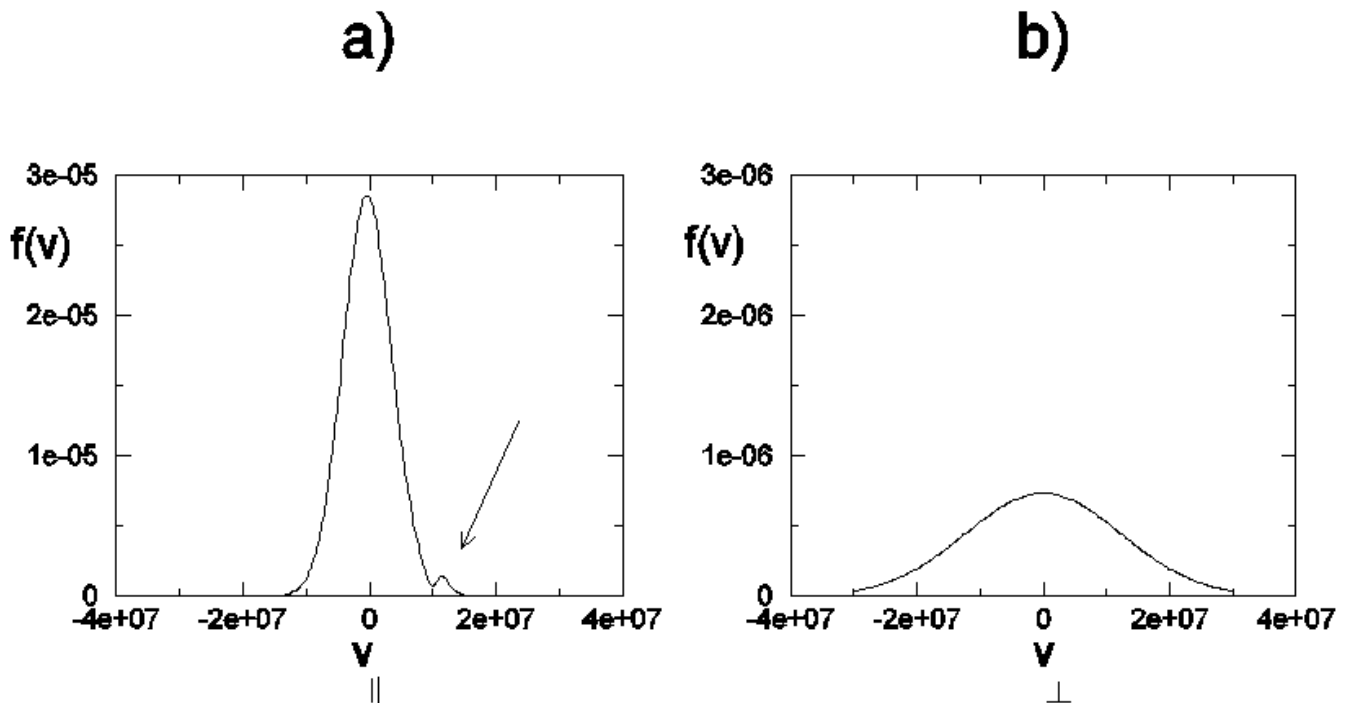
Obr. 4: Lorentzova síla nutí nabitou částici v homogenním magnetickém poli, aby se pohybovala po kruhové nebo obecně po šroubovicové dráze. Dostředivé zrychlení, udělované částici Lorentzovou silou je příčinou elektromagnetického záření.

#### Plazmová emise

Jiným – poněkud specifickým právě pro Slunce (i když se uvažuje i pro generaci radiovln v magnetosféře Jupitera a dalších planet a ve slunečním větru) – mechanismem radiového vyzářování je plazmová emise. Uplatňuje se především v radiových vzplanutích během slunečních

erupcí. Na rozdíl od předchozích dvou mechanismů, u kterých se jedná převážně o záření způsobené zrychleným pohybem tepelných elektronů (i když ve výjimečných případech může jít i o brzdné nebo synchrotronové záření nadteplných energetických částic), plazmová emise je typickým příkladem *netermálního* emisního mechanismu.

Mechanismus plazmové emise je nedílně spojen se svazky urychlených částic (elektronů) a probíhá ve dvou stupních. V první fázi svazek elektronů – urychlených nejpravděpodobněji v některé z mnoha disipativních oblastí v [rekonexi magnetického pole](#) ve sluneční erupci – vygeneruje elektrostatickou plazmovou vlnu (též Langmuirovy vlny nebo vlny Böhmovy-Grossovy). Generaci vln svazkem si můžeme představit v analogii s vytvořením rázové vlny u letadla, které překročilo rychlost zvuku, případně – asi všem bližším příkladem – může být přířívá vlna tvořící se za rychle plující čunem. Stejným typem generace vln je i Čerenkovovo záření známé z jaderné a částicové fyziky: objevuje se u rychlých částic pohybujících se v prostředí s indexem lomu větším než jedna. Všechny uvedené případy mají společné to, že zdroj, který vlny vytváří, se pohybuje rychleji, než je rychlost šíření generovaných vln v daném prostředí. Poznamenejme, že detailní rozbor na základě kinetické teorie plazmatu nabízí na tentýž jev trochu jiný pohled: z hlediska kinetické teorie se v případě svazku pohybujícího se plazmatem jedná o nestabilní rozdělovací funkci



Obr. 5: Příklad nestabilní rozdělovací (neboli distribuční) funkce pro rychlosti částic v plazmatu. Pokud se plazmatem podél magnetického pole šíří svazek rychlých elektronů, projeví se to na distribuční funkci "hrbem" - ukazuje na něj šipka na panelu (a). V úzké oblasti rychlostí těsně nad  $1.0 \times 10^7$  m/s distribuční funkce roste s rychlostí a tedy i s energií částic (inverzní populace hladin) a není ve stavu termodynamické rovnováhy. Systém se přebytečné energie zbaví vyzářením elektrostatických plazmových vln. Zdrojem nestability ale může být i rozdílná teplota (ta je daná šířkou distribuční funkce) ve směru podél a napříč mg. pole, jak ukazuje panel (b).



rychlostí elektronů – v „běžném“ stavu termodynamické rovnováhy (bez přítomnosti svazků) počet elektronů o určité energii s rostoucí energií (tj. rychlostí) monotónně klesá (Boltzmannův zákon), v případě přítomnosti svazku ovšem v určité oblasti energií roste (Obr. 5). Podobně jako v případě laseru pak mluvíme o inverzní populaci hladin. Na tomto místě je vhodné zmínit, že existuje více typů nestabilních distribučních funkcí – v případě svazků mluvíme o *dvousvazkové* nebo přesněji *bump-on-tail* nestabilitě, pokud je z nějakého důvodu větší průměrná kinetická energie pohybu elektronů kolmo k magnetickému poli než podél něj (teplotní anizotropie), může se rozvinout *double-resonance* nestabilita atd. Zde prezentovaný výklad plazmové emise, chápaný často úzce jako radiové záření v důsledku svazkové nestability, tak lze zobecnit i na jiné emisní mechanismy z této třídy – základem je vždy nestabilní distribuční funkce elektronů.

Ať se již na věc díváme kterýmkoli úhlem pohledu, šířením svazku vznikají elektrostatické plazmové vlny. Jde o nám již známé plazmové oscilace popsané [výše](#), které se v důsledku tepelných rychlostí elektronů šíří z místa svého vzniku plazmatem. Vektor intenzity elektrického pole spojeného s lokální nábojovou nerovnováhou vzniklou v důsledku posuvu elektronové tekutiny vůči iontům míří ve směru šíření těchto vln a ve stejném směru se odehrávají i kmitavé pohyby elektronů kolem své rovnovážné polohy. Oscilující magnetické pole spojené s vlnou není v takové konfiguraci v souladu s Maxwellovými rovnicemi generováno – proto mluvíme o elektrostatických vlnách. Tyto vlny jsou ovšem vázány na plazma, jímž se šíří a v žádném případě nemohou doputovat až k Zemi a být zde detekovány – podobně jako běžná zvuková vlna nemůže opustit zemskou atmosféru. Nicméně, kmitavý pohyb elektronů v těchto oscilacích je také zrychleným pohybem nábojů a podle Maxwellovy teorie by měl vést ke generaci elektromagnetických, tedy radiových vln, které se meziplanetárním prostředím už šířit mohou. To se skutečně také děje, ovšem podrobný výpočet ukáže, že příspěvky od jednotlivých elektronů se v případě elektrostatické vlny šířící se na homogenním pozadí vzájemnou interferencí úplně vyruší!

Toto ovšem neplatí, pokud se vlna šíří na pozadí s proměnlivou elektronovou hustotou. Prostorové variace elektronové hustoty mohou být způsobeny strukturováním plazmatu z vnějších příčin – např. gravitační stratifikace, přítomnost nehomogenních magnetických polí. V těchto případech je ovšem prostorová škála, na níž se elektronová hustota mění příliš velká ve srovnání s vlnovou délkou elektrostatické vlny a interferencí tak dochází k podstatným, byť ne úplným vzájemným kompenzacím elektromagnetických příspěvků od jednotlivých elektronů. Mnohem příznivější situace nastává, pokud nehomogenita v elektronové hustotě je způsobena jinou vlnou šířící se stejným prostředím jako naše studovaná elektrostatická plazmová vlna. Takovou vlnou může být např. zvuková

vlna, jev podobný zvukovým vlnám v klasickém neionizovaném plynu, nebo jiná elektrostatická plazmová vlna. Protože charakteristické prostorové škály hustotních variací jsou v těchto případech srovnatelné s vlnovou délkou, pro jistou elektromagnetickou vlnu, jejíž frekvence a vlnový vektor splňují rezonanční podmínku je skládání příspěvků od jednotlivých elektronů pozitivní a interferencí tak vznikne nezanedbatelné elektromagnetické záření. Tento rozptyl elektrostatické vlny na jiné vlně (případně na jinak vzniklé hustotní nehomogenitě) představuje právě onen druhý stupeň plazmové emise. Při rozptylu na zvukové vlně (nebo statické hustotní variaci) vzniká radiové záření o frekvenci o něco málo větší než plazmová frekvence  $f_p$ , při vzájemném rozptylu dvou elektrostatických vln (každá z nichž má frekvenci typicky  $\approx f_p$ ) pak dochází k emisi radiového záření na druhé harmonické, tedy  $\approx 2f_p$ . Pro zájemce poznamenejme, že zvukové nebo sekundární elektrostatické vlny, na nichž se elektrostatická vlna rozptyluje, v plazmatu celkem snadno vznikají z elektrostatických vln generovaných svazkem pomocí mechanismů parametrické a modulační nestability – tyto jevy se vyskytují i ve fyzice pevných látek a technicky jsou využívány v mezifrekvenčních zesilovačích.

Přestože je mechanismus plazmové emise dvoustupňový, díky rezonančním procesům, které jsou v něm zahrnuty, je v podmínkách sluneční erupční koróny překvapivě vysoce efektivní – například v radiových vzplanutích typu *decimetric spikes* činí odhadovaná jasová teplota až  $10^{15}$ K, tedy o osm řádů více, než je odhadovaná teplota plazmatu v disipující proudové vrstvě ve sluneční erupci.

#### Další uvažované emisní mechanismy

Kromě uvedených tří základních mechanismů generace radiového záření ve sluneční atmosféře se zvažují i další fyzikální procesy, které by mohly vysvětlit některá pekuliární radiová pozorování. V řídké a strukturované sluneční koróně by se mohlo uplatnit tzv. *přechodové záření* (transition radiation). Jde o přímé vyzařování rychlých elektronů pohybujících se nehomogenním prostředím. Jeho podstata je následující: Každý náboj v plazmatu k sobě přirozeně přitahuje náboje opačného znaménka. Vzniklý „oblak“ opačných nábojů kolem nabitě částice se nazývá Debyeovo stínění. Charakteristiky tohoto „oblaku“ (hustota, typická velikost) ovšem závisejí na parametrech okolního prostředí (elektronová hustota, teplota). Pohybuje-li se elektron nehomogenním prostředím, tento stínící oblak „dýchá“ a právě jeho proměnlivost je zdrojem elektromagnetického záření. K efektivnímu vyzařování je opět třeba nehomogenit s velmi krátkou prostorovou škálou.

Jinými typy emise, zajímavými zejména v souvislosti s projektem [ALMA](#), jsou *vibrační a rotační molekulové přechody*, známé spíše z chladnějších končin Vesmíru (v oblasti teplotního minima sluneční atmosféry mohou – byť

řídce – také některé jednodušší molekuly, např. CO, existovat) a přechody elektronů v atomu vodíku mezi velmi vysokými hladinami (tzv. rekombinační čáry). Tento typ emise představuje standardní kvantové přechody (známé z optické oblasti spektra) mezi dvěma energetickými stavy atomu nebo molekuly, kdy vyzářený foton má v souladu s Planckovou kvantovací podmínkou frekvenci

$$hf = E_n - E_m ,$$

kde  $h$  je Planckova konstanta. V případě výše zmíněných přechodů padá frekvence emitovaného záření do oblasti milimetrových a submilimetrových vln, na něž se ALMA specializuje.

### 3. “KLASICKÁ” RADIOASTRONOMICKÁ POZOROVÁNÍ SLUNCE

V průběhu vývoje “klasické” sluneční radioastronomie se postupně objevily v zásadě tři techniky radiových pozorování. Jejich výhody a nevýhody se pokusíme shrnout v této kapitole.

#### 3.1 Radiometrie

Nejjednodušší z nich je radiometrické pozorování Slunce, tedy měření celkového slunečního radiového toku na určité vlnové délce. Jeho jedinou – a při citlivosti dnešních přístrojů již poněkud spornou – výhodou oproti dalším dvěma technikám je jen vysoké časové rozlišení (typicky milisekundy i méně), se kterým je radiový tok zaznamenáván. Přesto je tato technika dodnes provozována – vyhlazené hodnoty radiového toku na vlnové délce 10.7 cm byly totiž po dlouhou dobu používány jako hlavní index globální sluneční aktivity. Převzaly tuto roli po známém Wolfově relativním čísle slunečních skvm, protože na rozdíl od něj neobsahují subjektivní prvek závislý na pozorovateli a jsou i snadněji dostupné. Nyní se ovšem jako nejznámější a s vlivy sluneční činnosti na Zemi nejvíce korelující index aktivity používá hodnota integrálního toku tvrdého rentgenového záření. Nicméně, radiometrická měření na vlnové délce 10 cm – stejně jako určování Wolfova relativního čísla z vizuálních pozorování – svého významu zcela nepozbyly, neboť pro studium dlouhodobé variability sluneční činnosti je nutno časové řady těchto tří ukazatelů co nejlépe vzájemně svázat.

#### 3.2 Radiová spektroskopie

Z paragrafu o emisních mechanismech je zřejmé, že kmitočet radiového záření vysílaného nějakým objemem plazmatu ve sluneční atmosféře se typicky pohybuje okolo vlastní frekvence kmitů tohoto plazmatu čili lokální plazmové frekvence  $f_p$ . Ta je ovšem závislá na elektronové koncentraci plazmatu a proto při pozorování na dané



Obr. 6: Radioteleskop RT5 na Astronomickém ústavu AVČR v Ondřejově. Bezmála desetimetrová anténa na samočinné azimutální montáži napájí sluneční radiový spektrograf v pásmu 800 MHz - 2 GHz.

vlnové délce vidíme v zásadě jen plazma určité **hustoty** – té, která odpovídá elektronové koncentraci pro danou plazmovou frekvenci (případně její druhé harmonické, pokud mechanismem vzniku záření je plazmová emise). Čtenáři obeznáme-nému se slunečními pozorováními z družic a pozemních optických přístrojů snad bude tento fakt přístupnější skrze analogickou situaci při pozorování Slunce v různých spektrálních čarách optické, UV a EUV oblasti, kdy různé čáry nám zobrazují plazma různé **teploty** – té, odpovídající tzv. formační teplotě spektrální čáry. Z toho ovšem vyplývá, že pokud se hustota v radiovém zdroji mění – což je v případě radiových vzplanutí spojených se slunečními erupcemi a výrony koronální hmoty velmi typický jev – mění se i frekvence vysílaného záření. Pokud pozorujeme takovýto proměnný zdroj radiometrem na jedné pevně zvolené frekvenci, odpovídající momentální frekvenci zdroje, pak při změně frekvence vysílaného záření nám zdroj na radiometru „zhasne“. Ve skutečnosti ovšem září dál, pouze na jiném kmitočtu. To může samozřejmě vést k mylným interpretacím. Tento problém řeší pozorovací technika zvaná sluneční radiová spektroskopie. Při ní je Slunce pozorováno současně na mnoha (typicky stovky) vlnových délkách a pro každou z nich máme k dispozici časový vývoj radiového toku na dané frekvenci. Přístroje tohoto typu se realizují jako plně mnohakanálové, měřící na každé vlnové délce (tj. v jednom frekvenčním kanále) zcela nezávisle, nebo se využívá časové multiplexe – čili jeden časový krok měření je rozdělen do několika kratších intervalů (jejich počet odpovídá počtu měřených kmitočetů) a měření na dané frekvenci se realizuje pouze v tomto časovém podintervalu a mezi jednotlivými frekvencemi se postupně (ale rychle) přeladuje. Jednodušší konstrukce druhého typu přístroje je bohužel vykoupena nižším časovým rozlišením (max. 0.01 s). To je dáno tím, že časový krok je sdílen pro měření na více frekvencích a přitom interval měření pro jednotlivou frekvenci (tzv.

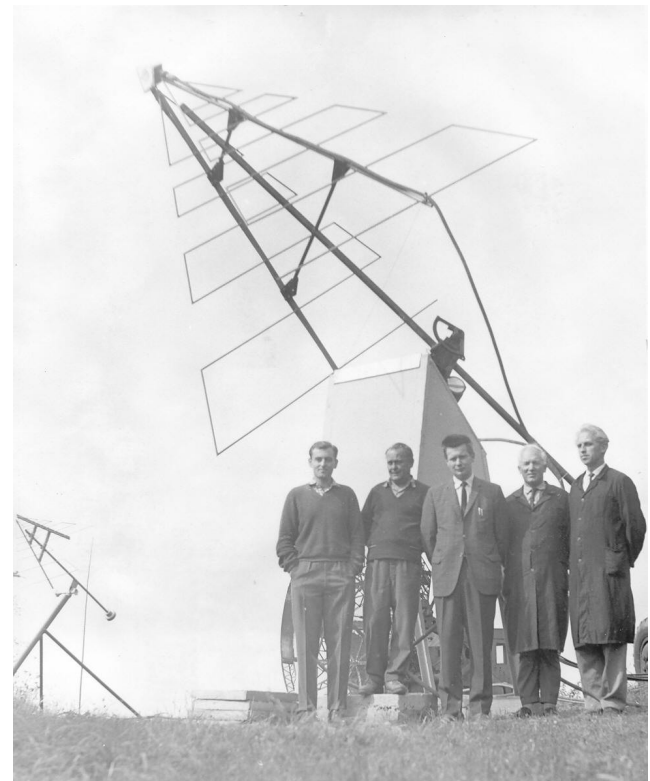
integrační čas) nemůže být z důvodu udržení přijatelného poměru signál/šum neomezeně krátký. Příkladem slunečního radiového spektrografu s proladovaným pásmem je [radioteleskop RT5](#) provozovaný na observatoři [Astronomického ústavu AV ČR](#) v Ondřejově (Obr. 6). Tento spektrograf pracuje v pásmu decimetrových vln ne frekvencích od 800 MHz do 2 GHz. Pozorovaný frekvenční rozsah je rozdělen do 256 kanálů a k proladění celého pásma dojde během 0.01 s. Slouží především ke studiu plazmových procesů během slunečních erupcí.

Sluneční radiové spektrografy se – díky pionýrské práci Prof. Paula Wilda z Austrálie – začaly objevovat v druhé polovině 50. let 20. století a přinesly převrat v pohledu na některé aspekty sluneční činnosti, zejména na sluneční erupce. Ty byly do té doby považovány za úkaz v nízkých vrstvách sluneční atmosféry, proto se také často doplňovaly přídomkem a označovaly jako *chromosférické erupce* (chromospheric flares). Nicméně radiová spektroskopie odhalila, že jejich podstatná část se odehrává ve sluneční koróně. Změnu paradigmatu pak završila družicová pozorování v UV/EUV a měkkém rentgenovém (soft X-Ray/SXR) záření, která koronální původ uvolnění energie v erupcích potvrdila a podstatně prohloubila naše znalosti o těchto procesech. Poznamenejme, že tehdejší Československo drželo v této vědní oblasti krok se světem – druhý radiový spektrograf v Evropě byl postaven na Astronomickém ústavu tehdejší ČSAV v Ondřejově již v roce 1967, necelý půlrok po vůbec prvním evropském přístroji tohoto typu pracujícím ve Weissenau u Tübingen v tehdejší západní Německu. Průkopníkem tohoto oboru v Československu (a vlastně v celé Evropě) byl Dr. Antonín Tlamicha (Obr. 7), někdejší student již zmíněného Prof. Wilda.

Dnes už učebnicové příklady produktů sluneční radiové spektroskopie – tzv. dynamických radiových spekter jsou na Obr. 8 a 9. Jak již bylo uvedeno, v radiové spektroskopii nám jde o to, zjistit jak se rozložení radiové emise podle frekvencí (čili spektrum) vyvíjí v čase. Horizontální osa tedy reprezentuje čas, vertikální osa je škálou frekvencí a stupeň šedi odpovídá intenzitě přijatého radiového záření v daném čase a na dané frekvenci (světlejší odstíny značí vyšší intenzitu). Pozorný čtenář si může všimnout jedné zvláštnosti: frekvenční osa je obrácená, s nižšími hodnotami nahoře. Toto uspořádání má velice dobrý důvod, vzpomeneme-li si, že hustota a tedy i plazmová frekvence klesá s výškou ve sluneční atmosféře a radiové záření je typicky produkováno na plazmové frekvenci  $f_p$  (resp.  $2f_p$ ). Nižším frekvencím tedy v zásadě odpovídají vyšší výšky ve sluneční atmosféře – obrácená **frekvenční škála** na spektrogramu tedy reprezentuje zároveň **výškovou škálu** nad fotosférou, byť poněkud deformovanou.

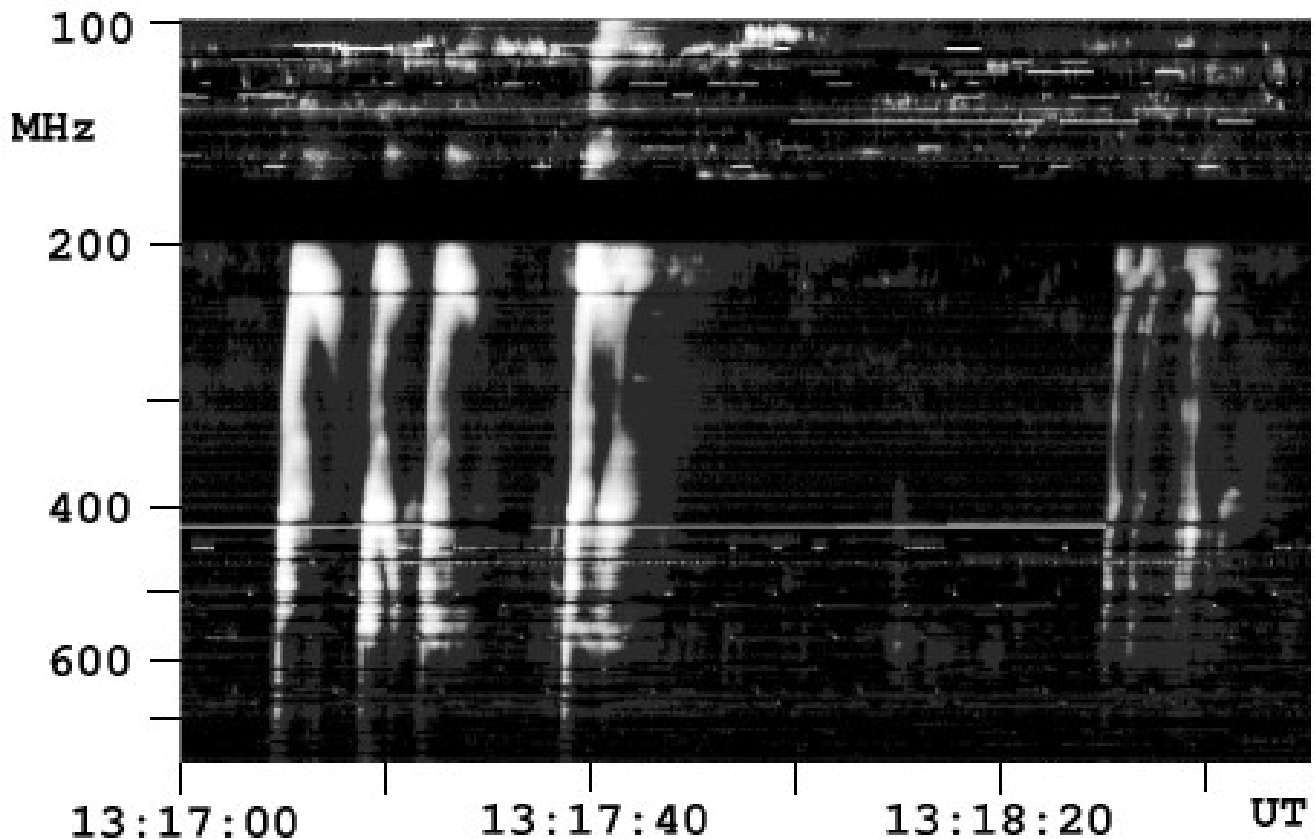
Důležitou součástí radiové spektroskopie jako metody je *interpretace* změřených radiových spekter. Interpretaci se

míní identifikace fyzikálního mechanismu, který stojí v pozadí pozorované radiové emise. Tento proces si můžeme demonstrovat na již klasických spektrech na Obr. 8 a 9. Obr. 8 ukazuje radiovou emisi, která je pro každý jednotlivý okamžik poměrně úzkopásmová – typická frekvenční šířka emise je pouze okolo 50 MHz. Takto úzkopásmové vzplanutí nemůže být vyprodukováno tepelným (brzdným) zářením ani (gyro)synchrotronovým mechanismem, které vyzařují ve spojitém a širokém intervalu frekvencí (v radioastronomické hantýrce mluvíme o *kontinuu*). Z relevantních mechanismů nám tedy zbývá plazmová emise, která produkuje záření na plazmové frekvenci  $f_p$ , případně jejím dvojnásobku ( $2f_p$ ), čili téměř „čárové“ spektrum. A jak tedy spektrum na Obr. 8 vzniklo? Pokud přijmeme představu, že registrované záření je na plazmové emisi (nebo její druhé harmonické) a plazmová frekvence klesá s výškou, pak fakt, že emise začíná na vysokých frekvencích – tedy v hlubokých vrstvách – a její frekvence s časem klesá – tedy přesouvá se do vyšších vrstev – evokuje představu zdroje pohybujícího se sluneční atmosférou vzhůru, směrem od Slunce. Protože z teoretických modelů i z pozorování (založených mimo jiné i na rozboru snímků sluneční koróny pořízených během úplných zatmění Slunce) známe přibližný průběh elektronové hustoty v závislosti na výšce a mezi plazmovou frekvencí a elektronovou hustotou existuje jednoznačné přiřazení, můžeme frekvenční škálu



Obr. 7: Průkopníci sluneční radiové spektroskopie v Československu a v celé Evropě. Dr. Antonín Tlamicha na snímku uprostřed.



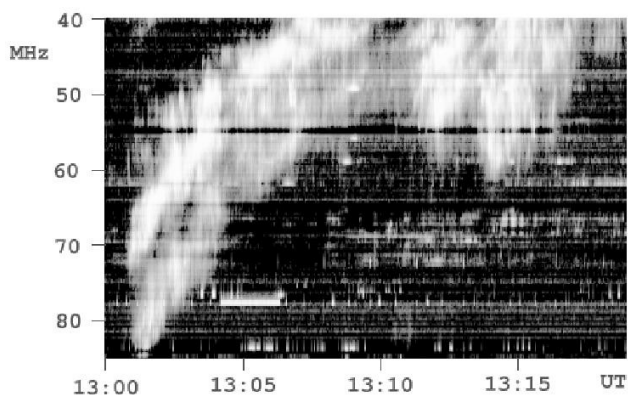


*Obr. 8: Dynamické radiové spektrum v oblasti metrových vln. Frekvenční osa je obrácena záměrně: odpovídá tak kvalitativně výškové škále ve sluneční atmosféře. Velmi sugestivně je tak vidět pohyb zdroje (v tomto případě několika svazků urychlených elektronů) směrem vzhůru. Každé vzplanutí odpovídá jednomu svazku. Povšimněte si, že u prvních několika vzplanutí se pokles frekvence s časem (frekvenční drift) "ohýbá" v oblasti frekvencí okolo 200 MHz zpět dolů, do oblasti vyšších frekvencí. Vysvětlujeme si to tím, že alespoň část elektronů se pohybuje v rozsáhlé ale uzavřené smyčce magnetických siločar. Po dosažení jejího vrcholu se elektrony pohybují zpět do hustších oblastí atmosféry, kde je plazmová frekvence (a tedy i frekvence emitovaného záření) vyšší. Pojmenování pozorovaných jevů a jejich kategorizace do různých tříd bývá prvním krokem k poznání (někdy bohužel i posledním). Typ s morfologií emisní struktury jako na tomto obrázku byl nazván jako Typ III. Naštěstí, v radiové spektroskopii se ukázalo, že tvary emisních struktur na dynamických spektrech jsou těsně svázány s fyzikálním mechanismem jejich vzniku – zde záření vyvolané svazkem urychlených elektronů.*

přepočítat na škálu výškovou. Z počáteční a koncové frekvence jednotlivých pulsů vzplanutí tak můžeme spočítat počáteční a koncovou výšku zdroje nad sluneční fotosférou a tím i celkovou dráhu, kterou zdroj urazil. Když jí vydělíme celkovou délkou trvání pulsu, získáme rychlost, se kterou se zdroj sluneční atmosférou pohyboval. V případě stop zachycených na Obr. 8 dojdeme k hodnotě řádově 100 000 km/s, tedy třetině rychlosti světla. Takovou rychlostí se mohou pohybovat svazky elektronů urychlených v [proudové vrstvě](#) ve sluneční erupci, zcela v souladu s předpokladem o vzniku pozorovaného záření mechanismem [plazmové emise](#). Každý puls na Obr. 8 je tedy způsoben jedním svazkem urychlených elektronů pohybujících se z místa erupce vzhůru sluneční korónou. Právě tento (a jemu podobné) řetězec úvah nad

pozorovanými radiovými spektry vedl k odhalení koronálního původu uvolnění energie ve slunečních erupcích.

Přijmeme-li pohled na obrácenou frekvenční škálu na radiovém spektru jako na škálu výšek ve sluneční atmosféře, je zřejmé, že sklon emisních stop na radiovém spektru, tedy to, jak rychle se mění frekvence s časem – odborně se tato veličina nazývá frekvenční drift – souvisí s rychlostí pohybu zdroje sluneční atmosférou: téměř svislé stopy odpovídají velkým rychlostem, neboť rozdíl výšek odpovídající počáteční a koncové frekvenci vzplanutí je překonán za kratší čas. Spektrum na Obr. 9, jehož emisní stopa je mnohem více šikmá tedy souvisí se zdrojem, který se pohybuje pomaleji. Skutečně, ze změřeného frekvenčního driftu plyne typická rychlost pohybu zdroje



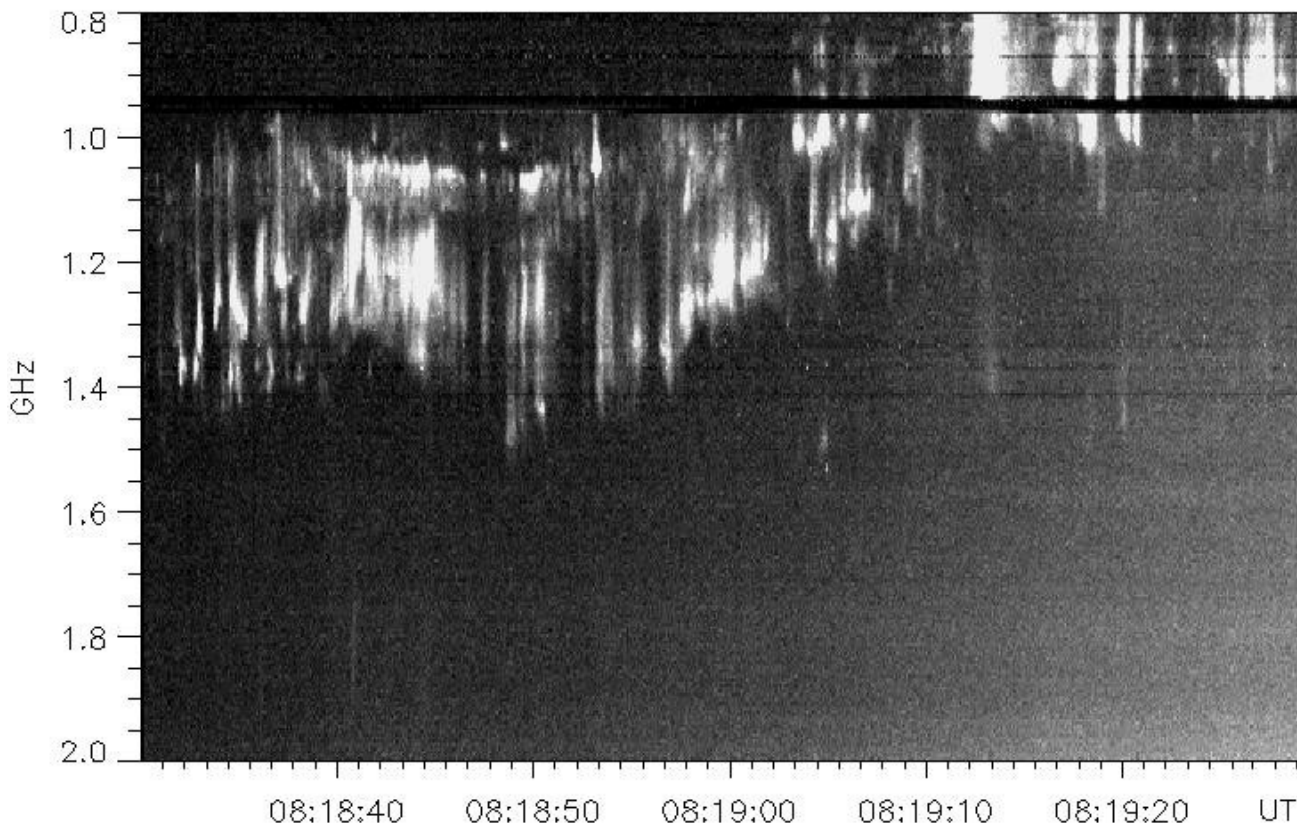
**Obr. 9: Rádiové spektrum na metrových vlnách. Zdroj opět driftuje k nižším frekvencím (tedy do větších výšek v koróně), nyní ale podstatně pomaleji než na Obr. 8 – překonání menšího frekvenčního (a také výškového) rozdílu, než na předchozím obrázku mu zabírá mnohem delší čas, emisní stopa na spektru je mnohem více skloněná. Rychlost odvozená z frekvenčního driftu odpovídá řádově 1000 km/s – zdrojem emise je rázová vlna před letící CME, resp. elektrony, které se na ní urychlily. Tento druh vzplanutí se tradičně označuje jako Typ II.**

záření v řádu 1000 km/s. Tato rychlost odpovídá šíření rázových magnetozvukových vln sluneční korónou. Dnes víme, že tyto rázové vlny jsou vlastně předřové vlny vznikající před šířícím se koronálním výronem hmoty (CME). Vlastním zdrojem záření jsou elektrony urychlené na čele rázové vlny – právě ony způsobují kinetickou nestabilitu, která vede ke generaci elektrostatických (Langmuirových) plazmových vln a jejich následné konverzi do elektromagnetického módu – rádiové záření je tedy opět produkováno mechanismem plazmové emise. Urychlování elektronů na čele rázové vlny se díky nehomogenitám plazmatu a komplikovanější geometrii čela vlny často děje v pulsech. Krom toho, elektrony jsou urychlovány směrem od Slunce i ke Slunci, tedy jak do řidších tak do hustších vrstev plazmatu. To se na spektru s vyšším časovým a frekvenčním rozlišením často projevuje jako krátké šikmé paprsky směřující nahoru i dolů od hlavní osy emisní stopy. Struktura poněkud připomíná rybí kostru, odtud i její anglický název *herring-bone structure*.

Od dob prvních spektroskopických pozorování bylo zaznamenáno mnoho různých typů spekter. Ty se projevují různými druhy emisních struktur na radiových spektrogramech, přičemž předpokládáme, že s každým typem struktury je spojený nějaký fyzikální proces ve slunečním plazmatu. Některé tyto procesy již byly identifikovány, tj. příslušné typy spekter byly fyzikálně interpretovány, některé emisní struktury ve spektrech na svoji interpretaci ještě čekají. Frekvenční obor radiové spektroskopie se mezitím také výrazně rozšířil – v krátkovlnné oblasti máme nyní k dispozici přístroje registrující záření až do desítek GHz, v případě velmi dlouhých vln (pod 8 MHz), které neprocházejí zemskou ionosférou, máme nyní k dispozici spektra měřená na

družicích a sondách působících ve slunečním větru. Rovněž frekvenční a časové rozlišení radiových spektrografů se podstatně zlepšilo a detailnější pozorování kladou větší nároky na interpretaci a modelování procesů stojících za registrovaným zářením. Rádiová spektroskopie tedy rozhodně neřekla poslední slovo a je dosud účinnou metodou poznání plazmových procesů ve slunečních erupcích.

Jako příklad poměrně nedávné interpretace radiového spektra v decimetrovém pásmu s využitím detailního numerického modelování sluneční erupce můžeme uvést typ radiového vzplanutí pojmenovaný *Drifting Pulsating Structure* (DPS), kterým se na observatoři AsÚ AVČR v Ondřejově zabýváme. Ukázka spektra DPS je na Obr. 10. Jeho dominantním rysem je řada frekvenčně limitovaných pulsů, každý z nichž vykazuje velmi vysoký frekvenční drift (emisní stopy jednotlivých pulsů na spektru jsou téměř svislé) přičemž celá struktura driftuje poměrně pomalu k nižším frekvencím. Pozorování vedlo k interpretaci uvedeného spektra jako záření svazku urychlených elektronů mechanismem plazmové emise (podobně jako na Obr. 8), nyní ovšem zachycených v uzavřené magnetické struktuře, která elektronům omezuje pohyb pouze v rámci určitého intervalu výšek v koróně a tomu odpovídajícího rozsahu plazmových frekvencí. Celkový pomalý frekvenční drift emisního „pásu“ k nižším frekvencím pak lze kvalitativně vysvětlit pohybem uzavřené magnetické struktury – tzv. magnetického ostrovu, neboli *plasmoidu*, vzhůru sluneční korónou (Kliem, Karlický and Benz (2000): *Astronomy and Astrophysics* 360, pp. 715-728). Detailní model založený na MHD simulaci magnetické rekonexe v proudové vrstvě ve sluneční erupci (Bárta, Karlický and Žemlička (2008): *Solar Physics* 253, pp. 173-189) tuto hypotézu v zásadě potvrdil a vedl ke zpřesnění interpretace v tom smyslu, že celkový frekvenční drift emisní struktury vzniká rozpínáním (a tím pádem zmenšováním hustoty plazmatu a plazmové frekvence uvnitř) plasmoidu, jak stoupá do oblastí s nižším tlakem vnějšího prostředí. Nicméně, vlastní napětí magnetického pole plasmoidu hraje v rovnováze tlaků mezi vnitřkem plasmoidu a jeho okolím nezanedbatelnou roli a přepočít frekvenčního driftu na rychlost pohybu plasmoidu je pak o něco komplikovanější. Na druhou stranu vliv magnetického pole na frekvenční drift umožňuje za jistých okolností i odhad velikosti mg. pole udržujícího plasmoid „pohromadě“, což je v případě koronálních magnetických polí jinak téměř neřešitelný úkol. Pozorování a interpretace vzplanutí typu DPS tedy spolu s detailním MHD modelem nejenže poskytuje silnou podporu teoretickým úvahám, podle nichž plasmoidy hrají v rekonexi ve slunečních erupcích klíčovou roli ale dává nám i nové diagnostické možnosti pro měření jinak obtížně zjištělých parametrů plazmatu a magnetických polí v koróně ve sluneční erupci. Porovnání teoretického modelu s pozorováním



**Obr. 10:** Vzplanutí typu DPS pozorované ondřejovským radiovým spektrografem RT5 na decimetrových vlnách. Jednotlivé téměř svislé stopy jsou důsledkem šíření svazku urychlených elektronů, podobně jako u Typu III na Obr. 8. Nyní jsou ale velmi ostře frekvenčně vymezeny do pásu o šířce cca 400 MHz. Samotný emisní do času 08:18 UT prakticky stagnuje, pak pomalu driftuje k nižším frekvencím. Velmi přesně vymezené frekvenční stopy elektronů evokují představu, že elektrony jsou zachyceny v helikální (tj. mající tvar šroubovice) struktuře magnetického pole, tzv. plasmoidu, který se jako celek pohybuje vzhůru (odtud pomalý celkový drift). Detailní numerický model tuto interpretaci potvrdil a zpřesnil.

zprostředkovává přiložená animace [dps.mpg](#). Levý panel ukazuje MHD simulaci vytvoření a vyvržení plasmoidu (stoupající hustší struktura se šroubovicovými siločarami magnetického pole) v proudové vrstvě ve sluneční erupci. Vpravo nahoře je průběh intenzity elektrického pole v disipační oblasti (v ní dochází k urychlování elektronů právě vlivem elektrických polí) přiléhající k plasmoidu a vpravo dole je simulované dynamické radiové spektrum spočtené na základě znalosti elektronové hustoty (a tím pádem plazmové frekvence) uvnitř plasmoidu a pulsů elektrického pole určených z MHD simulace. Kvalitativní podoba simulovaného radiového spektra a pozorování vzplanutí typu DPS (Obr. 10) je zřejmá.

Právě uvedený příklad dobře ilustruje obecný postup, který sluneční fyzici používají k vytěžení nových poznatků o fyzikálních procesech v plazmatu ve slunečních erupcích z radiových spekter. Díky dobrému časovému i frekvenčnímu rozlišení poskytují radiové spektrografy cenné informace o mnoha i velmi rychlých a dynamických procesech v plazmatu odehrávajících se během slunečních

erupcí. Hlavní nevýhodou radiových spektrografů je ovšem úplná absence prostorového rozlišení – tento typ přístroje nám vůbec neumožňuje získat informaci, z kterého místa na Slunci detekované radiové záření přichází. Tento – pro někoho možná překvapivý – fakt, tak vzdálený našim zkušenostem s pozorováními v optickém ale i UV, EUV a SXR oboru, plyne z jednoduchého vztahu pro rozlišení přístroje daného ohybem vln na apertuře konečné velikosti a známého z teorie optických dalekohledů

$$\Delta \theta \approx 1.4 \frac{\lambda}{D} ,$$

kde  $\lambda$  je vlnová délka a  $D$  průměr objektivu – v případě radioteleskopu (nejčastěji) parabolické antény. Vlnové délky radiového záření jsou ovšem o mnoho řádů větší než v případě optického oboru a proto i minimální rozlišitelná úhlová vzdálenost  $\Delta \theta$  je v porovnání s optickými přístroji žalostně velká. Například ondřejovský radiový spektrograf RT5 s průměrem antény bezmála 10 m dosahuje na své střední frekvenci 1.5 GHz, odpovídající vlnové délce 20 cm, úhlové rozlišení 1.5 stupně, tedy tři zdánlivé





Obr. 11: Část interferometru používaného pro výzkum Slunce (tedy radioheliografu) ve francouzském Nançay. Tento přístroj je typickým zástupcem ekvidistančních anténních řad.

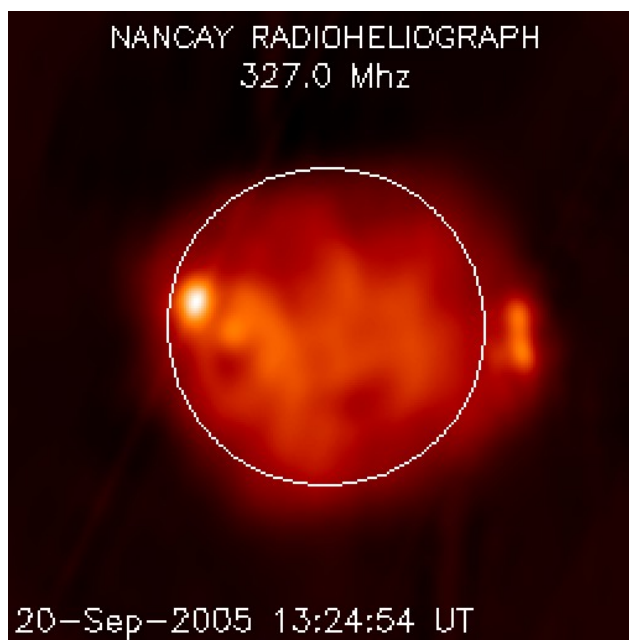
průměry Slunce na obloze. Obejít toto velmi nepříjemné omezení je úkolem další radioastronomické metody – radiové interferometrie.

### 3.3 Radiová interferometrie

Technicky je téměř nemožné postavit plně pohyblivou anténu s tak obrovským průměrem, aby pro vlnové délky radiového záření poskytovala rozlišení srovnatelné nebo dokonce lepší než optické přístroje pracující s mnohem kratšími vlnami. Naštěstí toto omezení lze víceméně obejít konstrukcí anténních soustav skládajících se z mnoha antén rozmístěných na velké ploše. Veličina  $D$ , vystupující ve výše uvedeném vztahu pro prostorové rozlišení nereprezentuje v takovém případě průměr jedné jednotlivé antény ale spíše největší rozměr celé anténní soustavy, tedy vzdálenost dvou vzájemně nejodlehlejších antén. Taková anténní soustava, vzájemně propojená vlnovody, se pak nazývá interferometr. Interferometry jsou v zásadě dvou typů: *anténní řady* a přístroje pracující s *aperturní syntézou*. Oba typy a principy jejich funkce si teď stručně přiblížíme.

#### Anténní řady

Anténní řady, jak název napovídá, se skládají ze soustavy antén rozmístěných do ekvidistančních řad. Abychom dosáhli uspokojivého prostorového rozlišení jak v azimutu tak ve výšce, bývají tyto řady dvě, vzájemně kolmé, jedna ve východo-západním a druhá v severo-j jižním směru. Typická konfigurace je tedy kříž, případně má půdorys tvar písmene „T“. Příkladem může být sluneční radiový



Obr. 12: Radiová mapa Slunce na frekvenci 327 MHz pořizená radioheliografem v Nançay. Záření těchto vlnových délek přichází převážně z koróny. To je jedním důvodem difúzního obrazu. Tím druhým je, že na takto dlouhých vlnách není prostorové rozlišení ani s použitím interferometru nijak uchvacující: pro kvalitu srovnatelnou s optickými pozorováními by anténní řada musela být ještě notně delší.

interferometr (radioheliograf) ve francouzském Nançay (Obr. 11). Ukázka jeho pozorování je pak na Obr. 12.

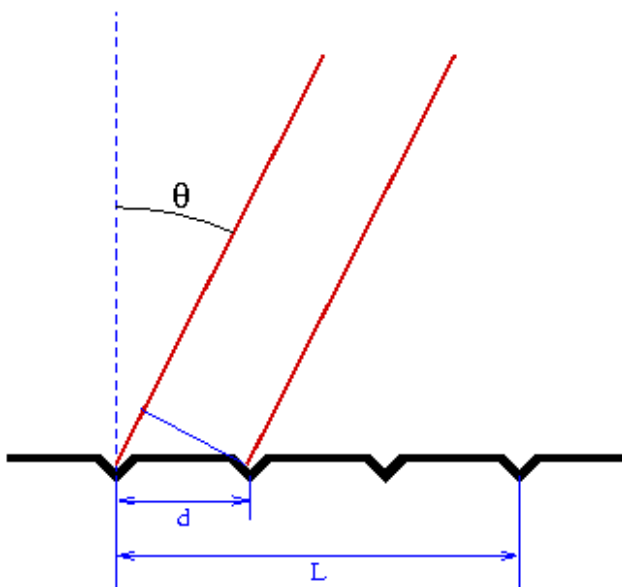
Princip funkce anténní řady je podobný jako v případě optické interferenční mřížky používané v optické spektroskopii. Ta, pokud je osvětlena monochromatickým zářením, odráží světlo do několika diskrétních velmi úzce směřovaných svazků, známých jako řady mřížky. Je to důsledek toho, že pouze pro tyto směry svazků dochází k pozitivnímu složení (interferenci) vlnových příspěvků od všech vrypů mřížky. Podmínkou pro to je, aby dráhový rozdíl mezi paprsky odraženými na sousedních vrypech byl celočíselným násobkem vlnové délky (viz Obr. 13). Matematicky tento vztah vyjadřuje *mřížková rovnice*

$$d \sin \theta = k \cdot \lambda \quad ,$$

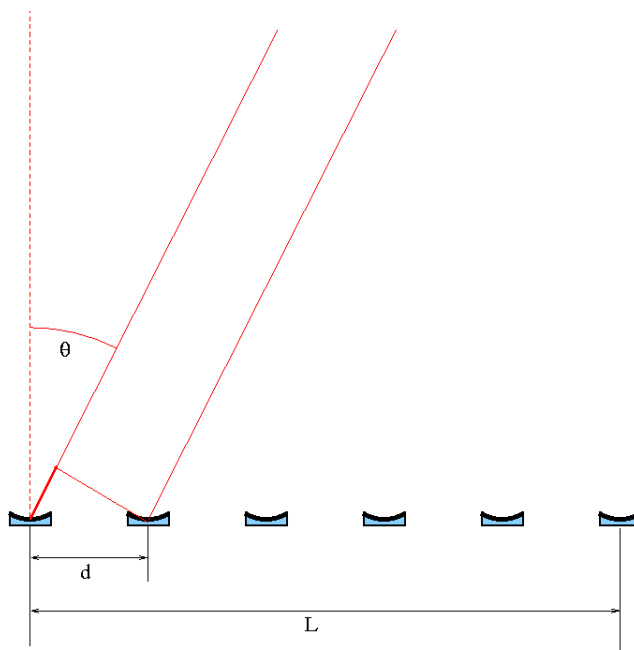
kde  $d$  je vzdálenost mezi sousedními vrypy (tzv. mřížková konstanta) a  $k$  je celé číslo – řád mřížky. Pouze do úhlů  $\theta$ , které splňují mřížkovou rovnici jsou směřovány úzce kolimované svazky monochromatického světla o vlnové délce  $\lambda$ . A jak úzce jsou tyto odražené svazky směřované? Detailnější analýza poskytuje odpověď: pro nultý řád ( $k=0$ ), tedy pro odraz kolmo k mřížce přímo proti směru dopadajícího záření je úhlová šířka odraženého monochromatického svazku rovna

$$\Delta \theta = \frac{\lambda}{L} \quad ,$$





Obr. 13: Odraz na optické mřížce. Záření dopadající kolmo na optickou mřížku je jejími vrypy rozptýlováno do různých směrů. K pozitivnímu sečtení dojde u záření vlnové délky  $\lambda$  pro takový úhel  $\theta$ , který splňuje **mřížkovou rovnici**. Pro ostatní úhly se elektromagnetické vlnění interferencí vzájemně zruší. Pro světla různých vlnových délek - a tedy barev - je úhel, pro nějž dojde interferencí k zesílení různý - právě toho se využívá při rozkladu bílého světla mřížkou.



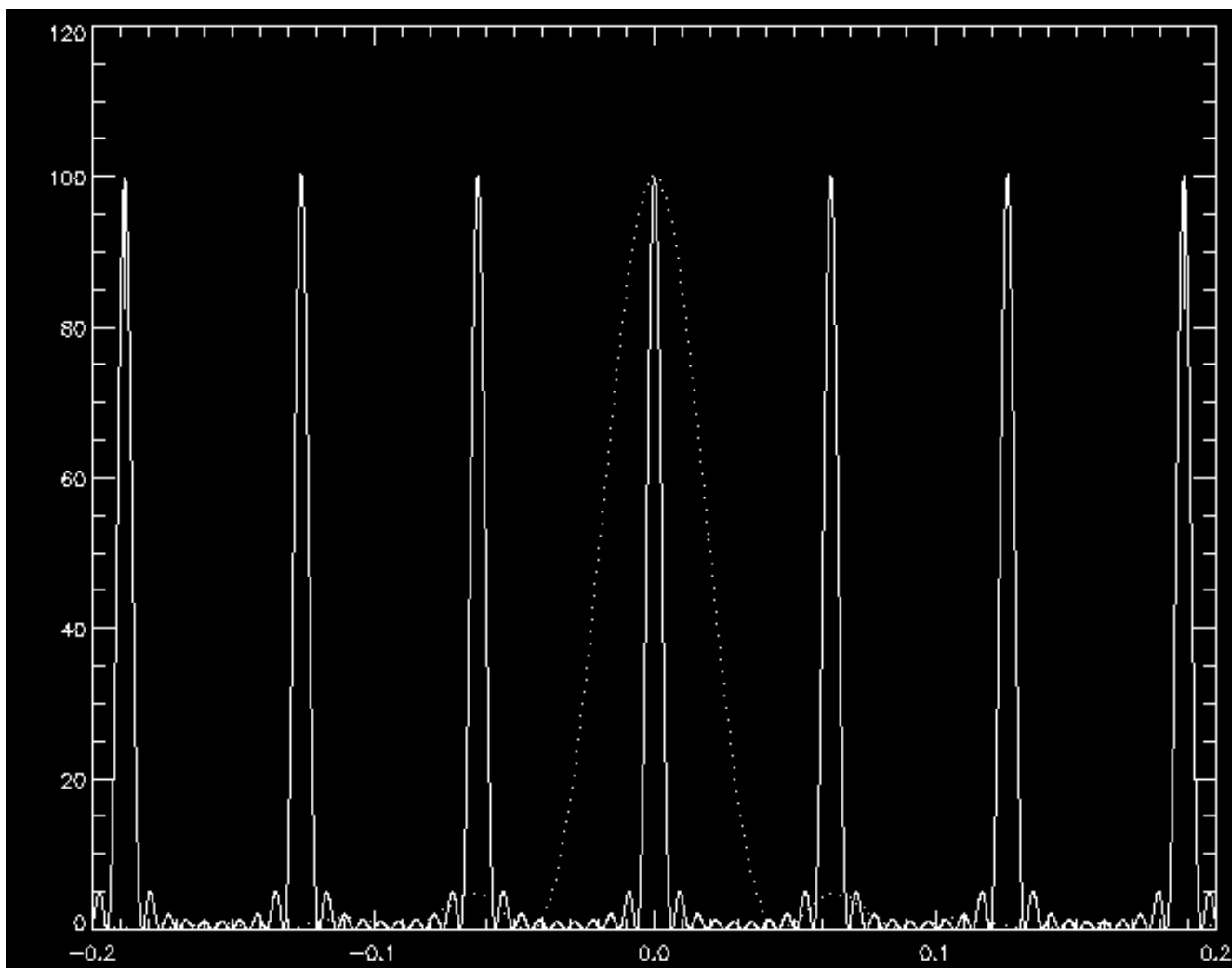
Obr. 14: V analogii s optickou mřížkou je anténní řada citlivá také pouze na záření dopadající z takového směru  $\theta$ , pro který je splněna mřížková rovnice - dráhový rozdíl paprsků mezi sousedními anténami (naznačen silnou čarou u první antény zleva) musí být celistvým násobkem vlnové délky. Záření přicházející ze směrů nesplňujících mřížkovou rovnici se interferencí téměř úplně vzájemně zruší.

kde  $L=(N-1) d$  je celková šířka mřížky ( $N$  je celkový počet vrypů – viz Obr. 13).

A jak to souvisí s principy řídké anténní řady? Analogie je patrná z Obr. 14. Jednotlivé antény představují vrypy mřížky a na rozdíl od mřížky jde nyní ne o záření odražené nýbrž přijímané. Výsledek je ale stejný: anténní řada přijímá záření pouze z velmi úzce směřovaných úhlů, které odpovídají mřížkové rovnici ( $d$  je nyní prostorová separace sousedních antén), šířka přijímaného svazku záření, tedy úhlové rozlišení, je stejné jako pro mřížku, přičemž  $L$  je nyní vzdálenost mezi dvěma krajními anténami v řadě.

Představme si, že z celé oblohy přichází rovnoměrně ze všech směrů stejná intenzita radiového záření (jak to téměř přesně platí pro reliktní záření – pozůstatek raných fází Vesmíru krátce po velkém třesku). Pokud by samotné antény neměly žádnou směrovost, tj. přijímaly by záření se stejným ziskem nezávisle na směru jeho příchodu, vypadala by závislost intenzity **přijátého** záření na úhlové souřadnici  $\theta$  jako na Obr. 15. Antény v interferometrických soustavách se ovšem kvůli zvýšení zisku (a tím pádem citlivosti) většinou stavějí jako parabolické reflektory s detektorem umístěným v ohnisku. Takové antény mají, podobně jako optické přístroje, svoje **vlastní rozlišení** – prostorový úhel, ze kterého přijímají radiové záření, v radiotechnické terminologii nazývaný **svazek antény**. Kombinací (pronásobením) směrovosti jednotlivé antény a anténní řady tvořených hypotetickými izotropně přijímačnými

anténami získáme směrovost skutečné anténní řady – tu ukazuje Obr. 16. Jak je z obrázku patrné, celá soustava je citlivá pouze na záření přicházející z velmi úzkého úhlu okolo směru  $\theta=0$ . Tento úzký prostorový úhel se nazývá **hlavní svazek interferometru**, anglicky *primary beam*. A jak takový interferometr pracuje? Představme si – v našem dosud užívaném jednorozměrném myšlenkovém experimentu – že skutečné úhlové rozložení radiového jasu je jako na Obr. 17. Potom výkon přijátého radiového záření sečteného (se započítáním fází vln) přes všechny antény soustavy bude odpovídat malé plošce pod grafem vzniklým vynásobením průběhu hlavního svazku a rozložení jasu na obrázcích 16 a 17. Pokud bychom nyní měli celou anténní řadu na obří mobilní plošině a trochu ji naklonili, řekněme o úhel  $\varphi$ , „sáhli“ bychom hlavním svazkem do rozložení jasu (Obr. 17) nikoli do úhlu  $\theta=0$ , ale právě do směru  $\theta=\varphi$ . Postupným nakláněním soustavy bychom tak proskenovali celé úhlové rozložení radiového jasu ve zdroji. Technicky není realizovatelné montovat anténní řady na výkyvné plošiny – naštěstí stejného efektu lze docílit, když do vlnovodů přivádějících signály od jednotlivých antén namontujeme zpožděvače fáze a signálu z každé antény přidáme zpoždění (nebo „předstih“) úměrné její orientované (tj. včetně znaménka) vzdálenosti od centra řady. Zavedením časově závislých fázových posuvů úměrných vzdálenosti antény od centra řady tak

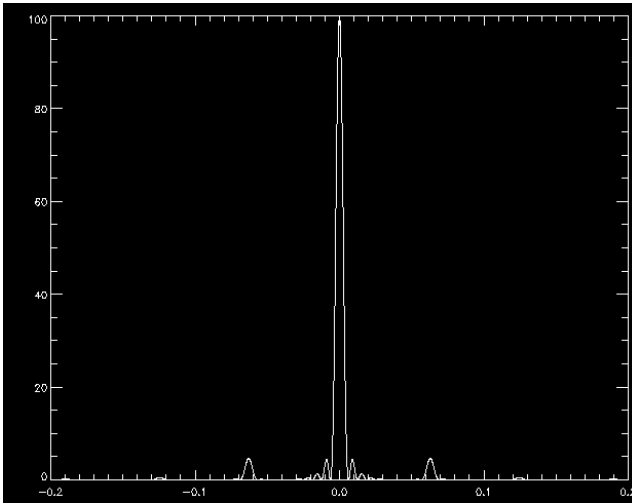


Obr. 15: Modelová závislost citlivosti anténní řady deseti hypotetických izotropně přijímajících antén v závislosti na směrovém úhlu  $\theta$  (plná čára). Tečkovanou čarou je ve stejném grafu znázorněna směrová citlivost jedné reálné antény - parabolického reflektoru. Polohy maxim jsou dány mřížkovou rovnicí, jejich šířka pak celkovou délkou anténní řady, tj. vzdáleností jejich krajních antén. Zbytkový signál mezi maximy klesá s počtem antén v řadě, v limitě nekonečného počtu antén se blíží nule.

dosáhneme postupného „osahání“ distribuce radiového jasu ve zdroji. Z toho je zřejmé, [šířka hlavního svazku](#) udává i nejvyšší dosažené prostorové rozlišení.

Alternativu k právě uvedenému skenování představuje *multifrekvenční syntéza*. Při ní se pozoruje na mnoha (desítky až stovky) frekvenčních kanálů, které mají každý nepatrně (v porovnání s průměrnou frekvencí pozorování) odlišnou vlnovou délku. „Hřeben“ na Obr. 15, jehož špičky jsou dány mřížkovou rovnicí, je pak pro kratší vlny hustší a pro delší vlny řidší. Jinými slovy, jeho špičky mají – kromě maxima nultého řádu – trochu jiné pozice. Pokud pozorujeme v jiném řádu než nultém, zobrazí nám tedy každý frekvenční kanál trochu jinou oblast ve zdroji. Přitom frekvence všech kanálů musí být dostatečně blízké, abychom je mohli v prvním přiblížení považovat za jednu frekvenci – jak totiž víme z odstavce o emisních

mechanismech, radiové záření různých vlnových délek k nám přichází z plazmatu odlišných vlastností (především různé elektronové hustoty) a tím pádem často z jiných hloubek. Drobnou nevýhodou tohoto systému je, že – alespoň pokud nevyužívá posouváče fáze ve vlnovodech – dochází pozorování řadou orientovanou ve směru východ-západ pro zdroj procházející místním poledníkem k příjmu záření v nultém řádu, pro který se hlavní svazky interferometru pro všechny frekvenční kanály shodují. V systémech anténních řad založených na multifrekvenční syntéze tedy nemáme v krátké době okolo kulminace sledovaného objektu rozlišení v rektascenzi (resp. hodinovém úhlu). Tento systém donedávna využíval i sluneční radiový interferometr (radioheliograf) [SSRT](#) Ústavu slunečně-zemské fyziky Ruské akademie věd (ISTP RAS) v Badarech u Irkutsku; nyní je přestavován na přístroj využívající [aperturní syntézu](#).

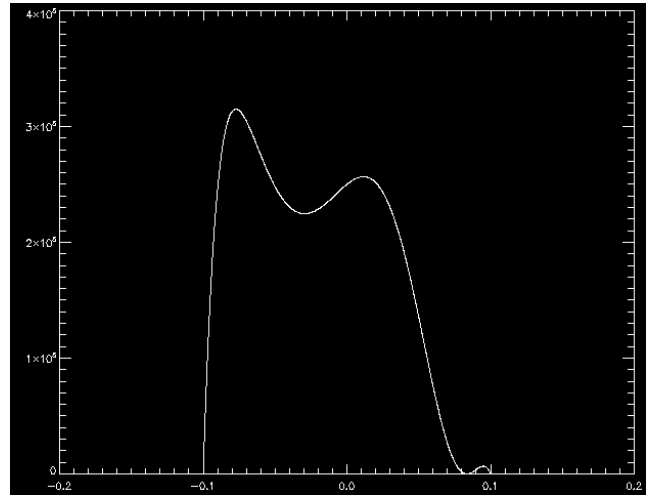


Obr. 16: Směrová citlivost anténní řady reálných antén - vznikla pronásobením "hřebenu" na Obr. 15 se směrovostí jedné antény (tečkovaná čára na Obr. 15). Výrazné úzké maximum uprostřed grafu se nazývá hlavní svazek interferometru, jeho šířka udává úhlové rozlišení přístroje.

Dosud jsme pro jednoduchost uvažovali pouze jednorozměrný případ s jednou anténní řadou. Ve skutečnosti je rozložení radiového jasu po obloze samozřejmě dvourozměrné – závisí na rektascenzi i deklinaci. Proto jsou, jak již bylo uvedeno, interferometrické soustavy konstruovány často jako pár dvou navzájem kolmých řad – jedna poskytuje dobré rozlišení v hodinovém úhlu druhá v deklinaci. Hlavní svazek antény je pak skutečně prostorový úhel, pokud se nevyužívá multifrekvenční syntézy, skenování distribuce radiového jasu pak musí probíhat v obou směrech, což samozřejmě snižuje časové rozlišení přístroje. V případě vzdálených zdrojů (galaktických, extragalaktických) to příliš nevádí – jednak časové škály, na kterých u nich dochází k variacím, jsou mnohem delší než délka pozorování, a za druhé, tyto zdroje bývají obvykle tak slabé, že k dosažení přijatelného poměru signál/šum je třeba dlouhého integračního času, střádání signálu často probíhá celou dobu, po kterou je objekt nad obzorem. Nicméně, v případě Slunce, které je dostatečně silným radiovým zdrojem a jeho dynamické škály jsou také podstatně kratší by toto omezení mohlo vadit. Naštěstí, moderní technika umožňuje i jiný způsob zobrazování rozložení radiového jasu ve zdroji – tzv. aperturní syntézu, o níž si něco povíme v následujícím odstavci.

### Aperturní syntéza

Prudký rozvoj výpočetní techniky umožnil rozvoj jiné zobrazovací metody radiové interferometrie – aperturní syntézy. Její princip se snaží přiblížit Obr. 18 a 19, opět pro jednoduchost v jednorozměrném případě. Máme-li dvojici antén, pak její směrový diagram bude jako na Obr. 19 – pár je periodicky citlivější pro záření přicházející z určitých



Obr. 17: Modelové 1D rozložení radiového jasu ve zdroji v závislosti na některé úhlové souřadnici na obloze (např. na hodinovém úhlu). Tuto 1D radiovou mapu budeme používat k ilustraci principů anténních řad a aperturní syntézy. V případě anténních řad funguje pozorování tak, že hlavní svazek interferometru (špičku okolo úhlu  $\theta=0$  z Obr. 16) "vykláníme" do různých úhlů  $\theta$  a tím "osaháváme" rozložení radiového jasu ve zdroji. Při náklonu interferometrické soustavy (který se ovšem realizuje vložení patřičných fázových posuvů do vlnovodů k jednotlivým anténám - viz text) o úhel  $\varphi$  je přijímaný signál úměrný plošce pod grafem vzniklým součinem diagramu směrové citlivosti interferometru (Obr. 16) posunutého o úhel  $\varphi$  a rozložení radiového jasu na tomto obrázku. Postupnou změnou úhlu  $\varphi$  proskenujeme celý zdroj.

úhlů  $\theta$ , záření přicházející z jiných úhlů se naopak neprojeví – vlny se negativní interferencí vzájemně zruší. Důležité je, že pro danou vlnovou délku jsou maxima citlivosti závislá na vzdálenosti antén. Úsečky spojující dvojici antén se říká *základna* (baseline). Pro delší základny tak dostáváme ve směrovém diagramu „hustší“ sinusovku, pro kratší zas „řidší“, s delší periodou (viz Obr. 19 a-c). Pokud tedy pozorujeme zdroj s rozložením radiového jasu jako na Obr. 17 třemi dvojicemi antén z Obr. 18, získáme součinem směrovosti dvojice antén (Obr. 19 a-c) a rozložení jasu ve zdroji (Obr. 17) grafy jako na Obr. 20. Plochy pod těmito grafy pak odpovídají výkonu, jaký přijme daná dvojice antén. Tato hodnota je vlastně projekce rozložení radiového jasu zdroje do jednotlivých sinusovek – odborně se nazývá *Fourierovská komponenta*. Podstatné je, že pokud máme dostatek Fourierovských komponent, umíme z nich matematickou procedurou, které se v interferometrické hantýrce říká *dekonvoluce* (a přesněji inverzní Fourierova transformace), zpětně získat původní distribuci radiového jasu jako funkci úhlové souřadnice. Tedy přesněji řečeno, procedura dekonvoluce je jednoznačná pouze tehdy, když známe všechny Fourierovské komponenty. To ovšem není prakticky možné – počet základen je vždy omezený: pro  $N$  antén můžeme v jednom okamžiku a na jedné vlnové délce získat maximálně  $N(N-1)/2$  různých základen a tím pádem



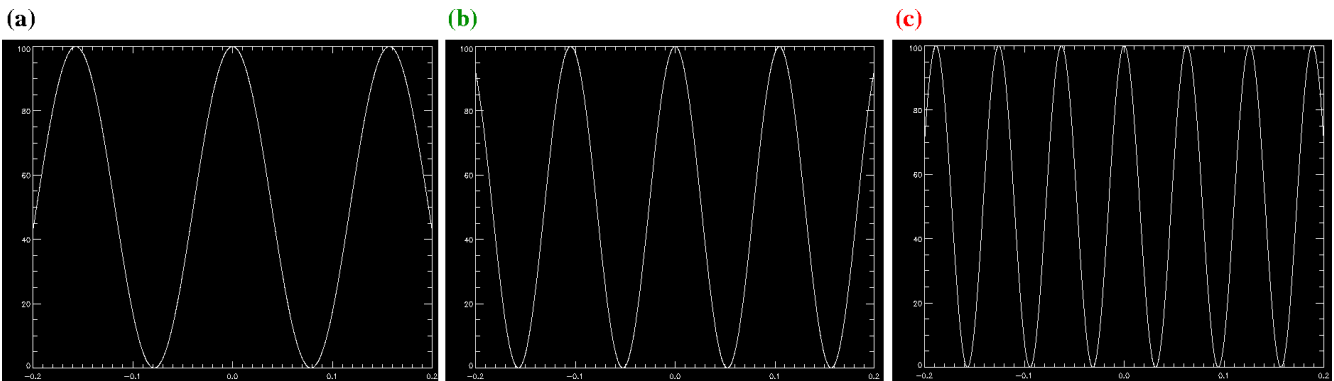
**Obr. 18:** Tři antény, tvořící systém tří základen (baselines) pro aperturní syntézu: černé (řekněme dlouhé 20 m), zelené (délka 30 m) a červené (délka 50 m). Na rozdíl od fázovaného pole anténních řad je v případě aperturní syntézy zásadní, aby základny byly různé.

stejný počet Fourierovských komponent. Důsledkem této neúplnosti naší informace bývají různé artefakty (šum) objevující se v rekonstruovaném rozložení radiového jasu. Pokud přijmeme některé rozumné omezující předpoklady o prostorovém rozložení radiového jasu (spojitost, hladkost), lze tyto artefakty zobrazení odstranit. Těto proceduře se říká *čištění obrazu* (cleaning). Skutečný počet základen lze také zvýšit použitím již známé metody multifrekvenční syntézy, protože sinusovka, do které „projektujeme“ rozložení jasu nezávisí pouze na použité základně, ale též na vlnové délce. Krom toho základna v interferometrickém smyslu není přímo úsečka spojující dvě antény, ale spíše její projekce do roviny kolmé k zornému paprsku. V případě dlouhých pozorování (u vzdálených a tedy většinou slabších zdrojů) se tato projekce mění vlivem rotace Země, pokrytí prostoru Fourierovských komponent (v odborné hantýrce *u-v space coverage*) se tak v případě pozorování, jež nevyžadují časové rozlišení, výrazně zlepšuje.

Interferometr založený na aperturní syntéze tedy funguje jinak než přístroje využívající řdkých anténních řad: signál od každé jednotlivé antény je veden vlnovodem do zařízení zvaného *korelátor*, což je v podstatě speciální velmi rychlý počítač. Ten pak pro všechny možné dvojice antén složí jejich signál, čímž za každý pár antén získá jednu Fourierovskou komponentu. Tyto hodnoty jsou digitalizovány a uloženy, v interferometrické hantýrce se jim říká *visibilities* (český ekvivalent dosud pravděpodobně

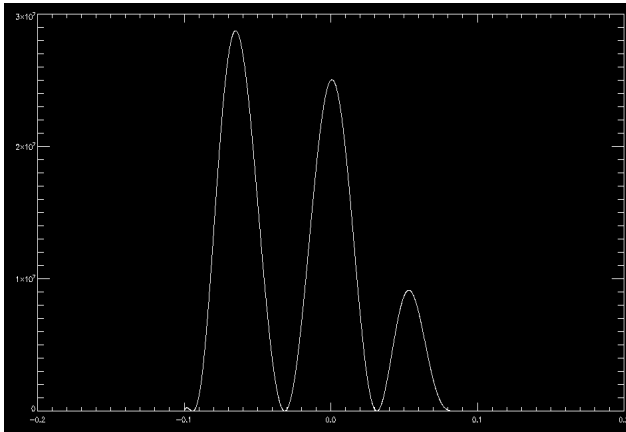
neexistuje). Kvůli získání lepšího poměru signál/šum se provádí vždy několik těchto elementárních měření, zvaných *integrace*, jejich nepřerušená posloupnost se nazývá *skan*.

V ideálním případě by byly fázové posuny signálů od jednotlivých antén vnesené do systému použitou technikou (odraz na parabolickém reflektoru antény, průchod signálu vlnovodem s určitou délkou) i přírodními vlivy (průchod zemskou atmosférou, která má vlastní index lomu) stálé a bylo by snadné je jednoduše odečíst. Bohužel, situace je složitější – vlivem změn teploty, vlhkosti atd. dochází k jejich kolísání, které se navíc od antény k anténě liší. Abychom tyto nepříznivé vlivy mohli kompenzovat, provádí se souběžně s pozorováním objektu, který je cílem daného vědeckého projektu, ještě pozorování silných bodových radiových zdrojů, tzv. *kalibrátorů*. Nejčastěji se k tomuto účelu využívají kvasary (nacházející se v blízkosti studovaného objektu), které se díky své vzdálenosti jeví jako bodové (tj. prostorově nerozlišené) zdroje i na přístrojích s velmi dobrým úhlovým rozlišením. Protože poloha kalibrátoru i jeho obraz (malinký kotouček odpovídající úhlovému rozlišení přístroje) jsou pro každý okamžik známé, je jeho zdánlivé „plavání“, případně distorze obrazu v rekonstruované interferometrické radiové mapě, způsobeno právě proměnnými fázovými posuvy. Z rozdílů mezi ideálním a pozorovaným obrazem kalibrátoru tak mohou být fázové chyby spočteny a následně o ně může být korigován i obraz studovaného objektu. Těto proceduře, prováděné až později na napozorovaných datech (tj. *off-line*), se říká *kalibrace* a z důvodů jejího úspěšného provedení se obvykle v rámci jednoho pozorovacího bloku (tzv. *Scheduling Block/SB*) střídají skany vědeckého cíle a fázového kalibrátoru. Poznamenejme, že kromě nejdůležitější fázové kalibrace se provádějí ještě kalibrace na absolutní jasnost, korekce na vliv absorpce v atmosféře, vlastní teplotu antény, pointaci antén a v případě spektrálního rozlišení (u moderních přístrojů) i kalibrace spektrální citlivosti celé soustavy. Tato měření se provádějí většinou pouze na začátku a konci



**Obr. 19:** Grafy směrové citlivosti pro dvojice antén (tj. základny) z Obr. 18 (srovnej se směrovou citlivostí anténní řady na Obr. 15): černá základna (a), zelená základna (b) a červená základna (c). Je vidět, že delší základny jsou citlivější na kratší prostorové škály ve zdroji - odpovídající "sinusovka" je hustší.





**Obr. 20:** Takový to signál přijme dvojice antén z Obr. 18 označená jako červená základna při pozorování zdroje s rozložením jasu jako na Obr. 17 – graf vznikl vynásobením 1D radiové mapy (Obr. 17) a směrové citlivosti červené základny o délce 50 m (Obr. 19c). Plocha pod tímto grafem odpovídá měřenému signálu – Fourierově komponentě neboli „[interferometric visibility](#)“ pro danou základnu. Pro matematicky zaměřené čtenáře poznamenejme, že ve skutečnosti se integrál provádí v oboru komplexních čísel – nesčítáme pouze amplitudy ale příspěvky jednotlivých vln včetně fáze, „[visibilities](#)“ jsou tedy komplexní čísla. Na popsaném principu aperturní syntézy to ale nic nemění.

pozorovacího bloku, protože např. amplituda přijímaného signálu (související s měřeným jasnem) vlivem měnících se parametrů prostředí ani zdaleka nekolísá tak dynamicky jako jeho fáze.

Z odlišného principu interferometrů založených na aperturní syntéze plyne i jejich odlišná konstrukce. Zatímco u anténních řad – v souladu s principem interferometrické mřížky – je podstatně pravidelné (ekvidistantní) rozmístění antén, u přístrojů s aperturní syntézou je takové uspořádání nevýhodné: např. každá dvojice vytvořená ze sousedních antén řady by poskytla stejnou základnu a tím pádem i duplikovala už jednou získanou Fourierovskou komponentu, která dané základně odpovídá. Pro získání maximálního počtu nezávislých Fourierovských komponent jsou tedy antény rozmístěny do komplikovaných konfigurací – jednu z nich pro mikrovlnný interferometr ALMA ukazuje Obr. 21. Jeden z výhodných tvarů interferometrických soustav s aperturní syntézou je takový, že jednotlivé antény jsou rozmístěny na ramenech [logaritmické spirály](#) – tak je tomu např. u právě budovaného radioheliografu [CSRH](#) Čínské AV na observatoři Ming-An-Tu v provincii Vnitřní Mongolsko, viz Obr. 22.

Aperturní syntéza odstraňuje nutnost skenování radiového zdroje svazkem interferometru, jak tomu bylo u anténních řad – obraz rozložený do Fourierovských komponent je pořízen najednou. Výjimkou jsou pouze tak rozlehlé objekty, které se úhlově nevejdou ani do mnohem širšího

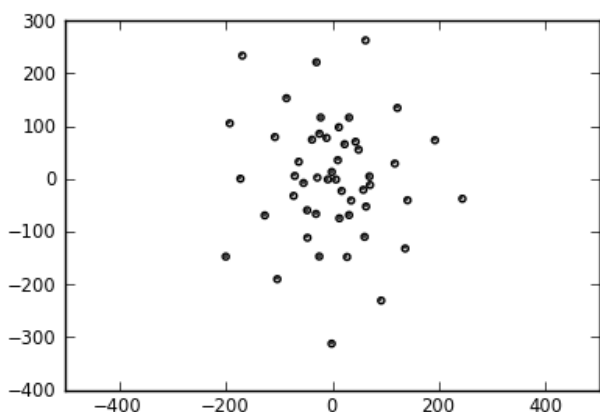
svazku jednotlivé antény. Zde nastupuje technika zvaná *mozaikování* (mosaicng): pozorovaný objekt je „vydlážděn“ tolika zornými poli (tj. svazky) jedné antény, kolik jich je třeba na jeho úplné pokrytí. I tak je ovšem počet dlaždic mozaiky o mnoho řádů menší než počet prostorových skenů primárním svazkem u anténních řad. Druhou výhodou je možnost simultánního pozorování na více frekvencích a tím pádem i dosažení spektrálního rozlišení. Proto se moderní přístroje konstruují výlučně na tomto principu (viz [níže](#)). Dosavadní interferometrické přístroje, ať už založené na anténních řadách nebo na aperturní syntéze, se totiž stavěly v podstatě jako vlnovodem propojené soustavy radiometrů – pozorují tedy na jedné nebo několika málo frekvencích (např. sluneční interferometr-radioheliograf v japonské Nobeyamě pozoruje na 17 GHz a 34 GHz). Nemají tedy frekvenční rozlišení a proto také trpí stejným neduhem jako radiometry – nedokáží účinně pokrýt situaci, kdy se frekvence záření emitovaného zdrojem v čase mění. Tuto potíž odstraňují až přístroje právě budované nebo teprve zcela nedávno dokončené.

#### 4. MODERNÍ PŘÍSTROJE

Z předchozího textu je zřejmé, že radiové spektrografie poskytují dobrý přehled o tom, jak se dynamicky mění frekvence vyzařovaných radiových vln. Na druhou stranu nám nedávají žádnou informaci o poloze zdroje – nemají žádné prostorové rozlišení. Naopak, radiové interferometry mají kapacitu poskytnout nám skutečné zobrazení zdroje, tj. rozložení jasové teploty jako funkce souřadnic na obloze, ale pouze pro jednu nebo několik málo vybraných frekvencí. To může být vážný problém v případě, kdy se frekvence emitovaného záření mění v čase – což je častý jev právě u slunečních radiových vzplanutí, jak nás o tom přesvědčují radiová spektra. Ideálem by tedy bylo mít kombinaci těchto dvou přístupů. Moderní přístroje, ať již ty zcela nedávno dokončené nebo právě budované či projektované toto skutečně umožňují. V následujícím oddíle si proto povíme o asi nejvýznamnějším přístroji aktuální současnosti – o mikrovlnném interferometru ALMA.

##### 4.1 ALMA

[ALMA](#) (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array; česky též [zde](#)) je projekt interferometrické soustavy více než šesti desítek velmi přesných parabolických antén pro příjem radiových vln milimetrových a submilimetrových délek, rozkládajících se na ploše téměř 200 km<sup>2</sup> (viz Obr. 23). Je budovaný společným úsilím Evropské jižní observatoře ([ESO](#)), americké National Radio Astronomy Observatory ([NRAO](#)) a japonské National Astronomical Observatories of Japan ([NAOJ](#)) v chilské poušti Atacama v nadmořské výšce 5000 m, na jednom z nejsušších míst světa, kde absorpce přicházejícího záření v plynech zemské



**Obr. 21: Rozložení antén pole ALMA pro kompaktní konfiguraci. Na první pohled vypadá velmi chaoticky, ale je spočteno s velkým rozmyslem. Základny, které vytváří všechny možné dvojice antén pokrývají optimálně prostor Fourierovských komponent (tzv. *u-v space*).**

atmosféry (zejména ve vodní páře) ruší pozorování co nejméně. Stane se klíčovým přístrojem astrofyzikálního výzkumu pro celou následující dekádu. Vedle objektů vzdáleného vesmíru, pro jejichž studium byl primárně navržen, se bude věnovat i výzkumu naší nejbližší hvězdy – Slunce.

Z mnoha hledisek lze říci, že ALMA zahajuje novou éru v pozorovací astronomii. Nejenže prakticky otevírá úplně nové pozorovací okno v oblasti terahertzových frekvencí, ale poskytuje i bezprecedentní prostorové a frekvenční rozlišení – a to současně, a díky velké celkové sběrné ploše antén disponuje dosud nebývalou citlivostí.

Od 13. března 2013 je ALMA oficiálně v plném provozu. V současnosti probíhá první řádný pozorovací cyklus – *Cycle1* a v prosinci 2013 byla uzávěrka pro přihlášky projektů pro nadcházející *Cycle2*. Podat vědecký projekt na pozorování s ALMA může prakticky kdokoli – stačí si zřídit účet na [ALMA Science Portal](http://www.alma.edu). Návrh je pak mezinárodní odbornou komisí přísně posuzován z hlediska vědecké kvality a technické proveditelnosti a úspěšné projekty jsou doporučeny k pozorování.

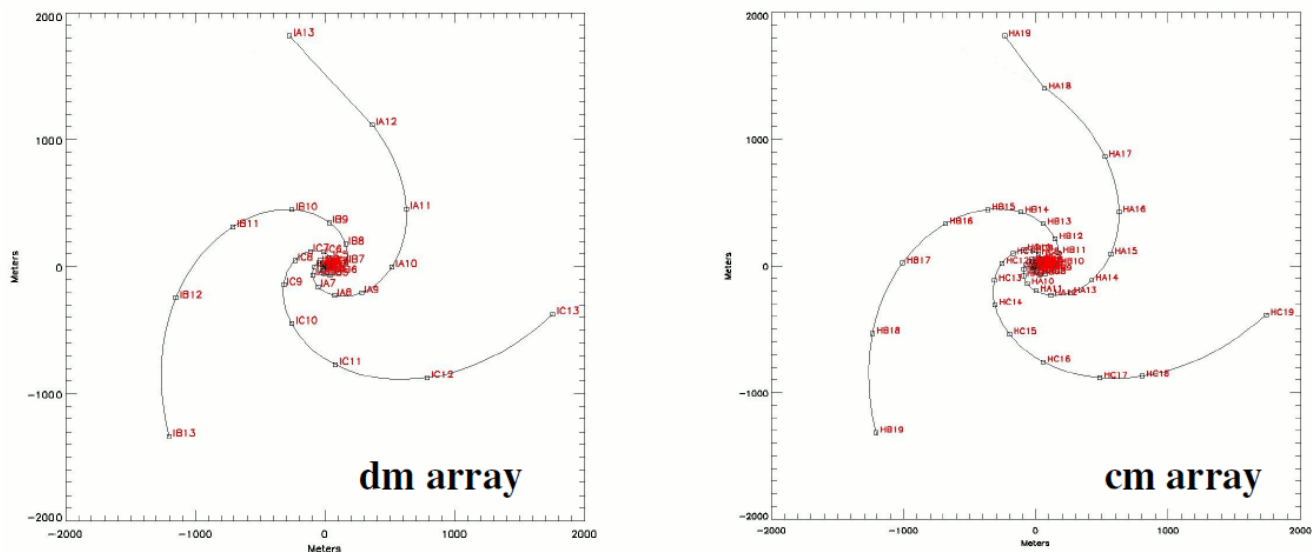
Nicméně, přes oficiální zahájení provozu vývoj projektu ALMA dále pokračuje. Jsou testovány nové mody pozorování, mimo jiné např. pozorování Slunce s použitím speciálních zeslabovacích filtrů nebo zapojení přístroje ALMA do sítě s ostatními podobnými zařízeními za účelem vytvoření ještě rozlehlejší mikrovlnné interferometrické soustavy – tzv. sítě VLBI (Very Long Baseline Interferometry). Předpokládá se, že nepředstavitelné úhlové rozlišení takové VLBI sítě by bylo schopno přímo zobrazit černou díru v centru naší Galaxie! Krom toho se postupně rozšiřuje rozsah frekvencí, ve kterém ALMA operuje.

### Technická specifikace a vědecké cíle

Jak již bylo uvedeno, ALMA je anténní soustava 66 velmi přesných antén s parabolickým reflektorem. Z nich 54 má průměr 12 m, doplňuje je systém dvanácti sedmimetrových antén. Ten tvoří speciální podsystém celého pole, tzv. Atacama Compact Array/ACA. Jak název napovídá, obsahuje ACA pouze krátké základny a je proto citlivý na [delší prostorové škály](#). Spolu s větším zorným polem (šířkou svazku jednotlivé antény) je proto předurčen ke zobrazování větších škál u rozsáhlejších objektů. Zobrazování radiových map přístrojem ALMA funguje na principu [aperturní syntézy](#).

ALMA, kromě toho že pracuje jako velice citlivý interferometr poskytuje i spektrální rozlišení. Neměří totiž na jedné frekvenci, ale je (resp. po úplném dokončení bude) schopna pracovat v širokém rozsahu vlnových délek od 0.25 mm po 5 mm. Tento široký spektrální rozsah je z praktických důvodů rozdělen do jedenácti pásem (*bands*), zvolených tak, aby pokud možno co nejvíce eliminovaly vliv absorpce v zemské atmosféře a přitom umožnily pozorování nejzajímavějších [molekulárních čar](#) ve Vesmíru. V současnosti jsou z nich v provozu pásma č. 3,6,7 a 9 – viz Obr. 24. Protože jedním z důležitých úloh pro interferometr ALMA je studium chladné mezihvězdné hmoty, vyznačující se bohatstvím tenkých čar spojených s přechody molekul do jiného energetického stavu, má ALMA možnost pozorovat s frekvenčním rozlišením až 30 kHz, což je při pozorovaných frekvencích v řádu stovek GHz přesnost skutečně pozoruhodná. Na druhou stranu, při takto velkém frekvenčním rozlišení padá do každého velmi úzkého kanálu úměrně menší počet fotonů a pro některé slabší zdroje by tak bylo obtížné dosáhnout přijatelného poměru signál/šum. Frekvenční rozlišení přístroje ALMA lze proto nastavit i na nižší hodnotu, kdy jakási jednotka úseku naráz pozorovaného spektra, tzv. *spektrální okno* (spectral window/SPW) o šířce 2 GHz, je rozděleno do pouhých 128 kanálů, tedy na jeden připadá frekvenční šířka cca 16 MHz. Při tomto frekvenčním rozlišení lze nastřádat v jednom kanálu dostatečný signál i pro slabé zdroje za rozumný čas. V zásadě tedy ALMA pozoruje ve dvou režimech: pokud máme dostatek signálu a klíčové je frekvenční rozlišení, nasadí se tzv. *Frequency Demanding Mode* (FDM) v němž SPW je rozděleno na mnoho úzkých frekvenčních kanálů. Naopak, pokud zdroj je slabý a při střádání jeho signálu nás tlačí čas, využijeme *Time Demanding Mode* (TDM) se 128 kanály v jednom SPW. Mezi těmito extrémy existuje ještě několik kompromisních rozdělení spektrálních oken.

Díky prostorovému i frekvenčnímu rozlišení „v jednom“ poskytuje ALMA dosud nedostupné informace (připomeňme, že dříve jsme měli buď pouze prostorové nebo pouze frekvenční rozlišení). To nám dává mnohem úplnější pohled na fyzikální procesy ve zdroji záření a otvírá úplně nové možnosti výzkumu. Na druhou stranu to



**Obr. 22: Rozložení antén u v současné době dokončovaného čínského spektro-radio-heliografu CSRH. Vlevo nízkofrekvenční a vpravo vysokofrekvenční část. Antény jsou rozmístěny na ramenech logaritmické spirály.**

také klade nároky na ukládání a zpracování dat. Kombinace interferometru se spektrografem totiž dává jako výsledek 3D *datovou kostku* (data cube), kterou si můžeme představit jako sérii 2D obrázků pořízených v jednotlivých frekvenčních kanálech seřazených za sebou. V případě silných a časově proměnných zdrojů, jako je Slunce, k tomu přistupuje ještě čas jako další dimenze problému, máme tedy celou sérii datových kostek. Data jsou ukládána v hlavním archivu v Chile a zrcadlena na mirrorech v sídlech regionálních center ALMA ([ARC](#)). Datová politika je taková, že jeden rok po napozorování jsou data chráněna pro výzkumný tým, který daný úspěšný projekt navrhl. Po uplynutí této lhůty jsou data k dispozici všem.

Antény ALMA jsou umístěny na mobilních plošinách. To umožňuje měnit s časem konfiguraci celého interferometru od kompaktní až po nejvíce rozlehlou, u které nejdleší základna dosahuje délky 16 km. Při této základně a nejkratší pozorované vlnové délce (cca 0.3 mm) dosahuje ALMA neuvěřitelného mezního úhlového rozlišení méně než 4 tisíciný obloukové vteřiny (v anglické literatuře 4 mas/milliarcseconds). Pro představu, s tímto rozlišením bychom byli schopni rozeznávat na povrchu Měsíce objekty velké pouhých 6 metrů. Proměnná konfigurace pole se využívá kvůli různým nárokům výzkumných projektů: některé vyžadují velké prostorové rozlišení a přitom jim stačí malé zorné pole – ty pak využívají rozlehlou (*extended*) konfiguraci. Naopak pro projekty s jinými nároky než je extrémní prostorové rozlišení (např. hustší u-v pokrytí) je vhodnější sevřená (*compact*) konfigurace.

Vedle technického vybavení (hardwaru) je v současné době prodchnuté informačními technologiemi důležitý samozřejmě i software. Kromě nezbytného řídicího systému přístroje ALMA, s nímž se ovšem běžný uživatel

nesetká, jsou pro pozorování s ALMA důležité dva SW balíky – *ALMA Observing Tool* a *CASA*.

[ALMA Observing Tool](#) (zkráceně ALMA OT, či jen AOT) je aplikace napsaná v jazyce Java, vybavená poměrně přátelským grafickým uživatelským rozhraním (GUI), která slouží uživatelům k podávání návrhů na pozorování. Kromě samozřejmého vědeckého zdůvodnění projektu, které se připojuje jako text v PDF formátu, umožňuje jednotným a standardizovaným postupem zadat všechny technické specifikace pozorování, např. jméno, případně souřadnice cílového objektu výzkumu, oblast na obloze v okolí zkoumaného objektu, která má být pokryta pozorováním, frekvence – spektrální okna nebo přímo molekulární čáry ve kterých bude pozorování probíhat, požadovanou citlivost měření a úhlové a frekvenční rozlišení, případně i kalibrátory (systém navrhne ty nevhodnější sám). Díky tomuto jednotnému přístupu mohou být technické specifikace automaticky zkonvertovány přímo do [Scheduling Block](#) – elementárního bloku programu pozorování, který je pak řídicím softwarem vykonán. Po vyplnění všech povinných polí v GUI formuláři se verifikuje úplnost a vnitřní konzistence jednotlivých voleb a v případě úspěchu lze celý projekt podat on-line – AOT se spojí se serverem, uživatel se přihlásí svým loginem a heslem z ALMA Science Portal a projekt odešle. Pak už jen čeká, zda ho mezinárodní odborná komise v ostré konkurenci (převis poptávky v minulých cyklech 0 a 1 byl, bohužel, zhruba 10:1) vybere.

Druhým, velmi rozsáhlým SW balíkem, se kterým se uživatel setká v případě napozorování svého úspěšného projektu (ale může ho samozřejmě využít i pro cizí archivní data, jimž už skončila roční doba hájení) je [CASA](#) (zkratka slov Common Astronomy Software Applications). ALMA byla sice mocným impulsem k jeho rozvoji, ale



Obr. 23: Pohled na centrální část seskupení antén observatoře ALMA.

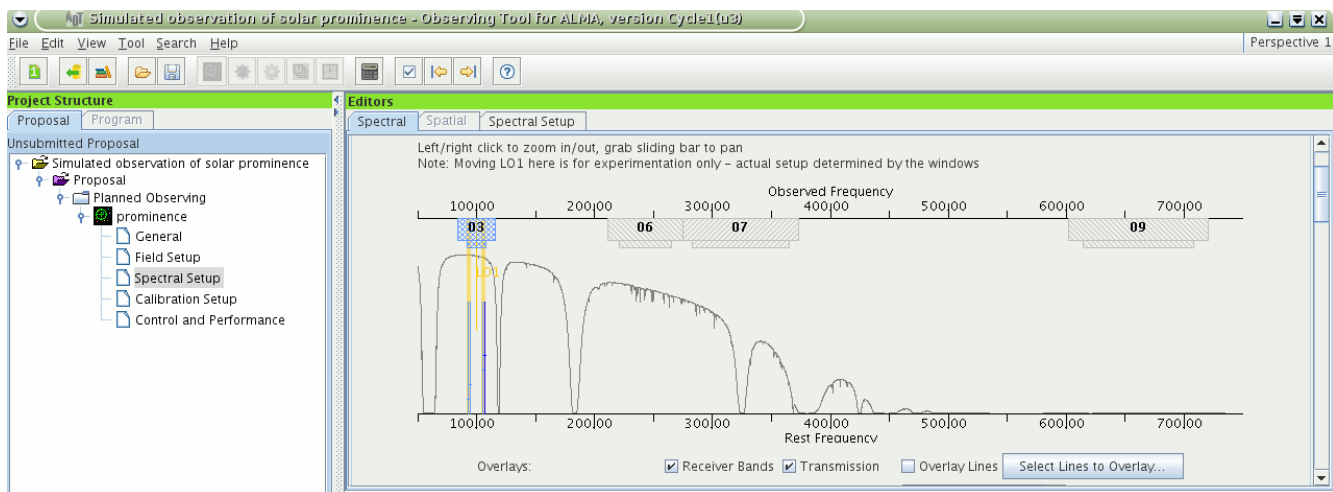
CASA není vázána výlučně na pole ALMA a umožňuje práci s daty získanými i jinými přístroji (např. VLA/EVLA, CARMA atd.). CASA vychází ze staršího softwaru pro zpracování interferometrických dat AIPS/AIPS++, který ovšem výrazně vylepšuje a rozšiřuje. Jak už bylo naznačeno, SW CASA je určen především pro zpracování naměřených dat. To probíhá podle jednotné metodologie a začíná inspekci změřených hodnot. CASA umožňuje grafické zobrazení různých závislostí (např. časový vývoj amplitudy a fáze pro každou dvojici antén, závislost amplitudy na frekvenci, amplituda a frekvence vs. délka základny apod.). „Ustřelená“ data, případně hodnoty, které jsou apriori vadné, např. v důsledku vzájemného zástínu blízkých antén, se označí (k tomu slouží procedura *flagdata()*) a z dalšího zpracování vyloučí. Následuje vytvoření kalibračních tabulek pro fázový, spektrální a jasový kalibrátor (procedury *gcal()*, *bcal()* a *setjy()/fluxscale()*) - tyto tabulky jsou následně použity ke korekci dat ([visibilities](#) = Fourierovských komponent obrazu) zkoumaného objektu (procedura *applycal()*). Konečně, Fourierovské komponenty jsou invertovány do reálného obrazu a ten je „vyčištěn“ (procedura *clean()*). Ukázkou zpracování pozorování Slunce přístrojem VLA ([Very Large Array](#)) softwarem CASA, provedeného [ondřejovským ALMA ARC centrem](#) v rámci kampaně ESO

„CASA sit-together sessions“ najdete na Obr. 25.

Kromě redukce/kalibrace a zobrazení napozorovaných dat umí CASA i základní zpracování datové kostky, např. integraci přes frekvence ke získání obrazu celkové intenzity, získání spekter nebo obrazu rozložení radiálních rychlostí ve zdroji a podobně. To ale není vše: CASA umožňuje i simulace pozorování s přístrojem ALMA – vstupem pro tyto simulace jsou kromě technických specifikací pozorování (stejných jako při návrhu projektu) obvykle data z teoretického modelu (např. numerických MHD simulací) nebo pozorování z optických přístrojů s vysokým rozlišením. Simulovaná pozorování jsou důležitá při návrhu projektu – výzkumník tak může předem odhadnout, co může od pozorování s ALMA očekávat a zda lze jeho vědecký cíl vůbec technickými prostředky, které má ALMA k dispozici, dosáhnout. Takováto rozvaha (*technical feasibility study*) by měla být součástí každého podávaného projektu.

Vědecké cíle přístroje ALMA jsou velmi široké a sahají od objektů sluneční soustavy až po kosmologické vzdálenosti. Primárním cílem ALMA je chladná mezihvězdná hmota, která obsahuje molekuly, ale ALMA se zaměřuje i na studium galaxií a jejich systémů, na hvězdy a jejich atmosféry, planety jak uvnitř sluneční soustavy tak i ty





**Obr. 24:** Screenshot z ALMA OT - softwarového balíku pro přípravu návrhů na pozorování s polem ALMA. V tomto tabu se edituje spektrální nastavení pozorování. Vpravo nahoře jsou viditelná již zprovozněná frekvenční pásma (bands) 3, 6, 7 a 9. Šedá křivka znázorňuje propustnost zemské atmosféry pro jednotlivé frekvence. Hluboké absorpční čáry (ve kterých je atmosféra neprůhledná) náleží atmosférické vodní páře a tvoří přirozené hranice mezi jednotlivými pozorovacími pásmy.

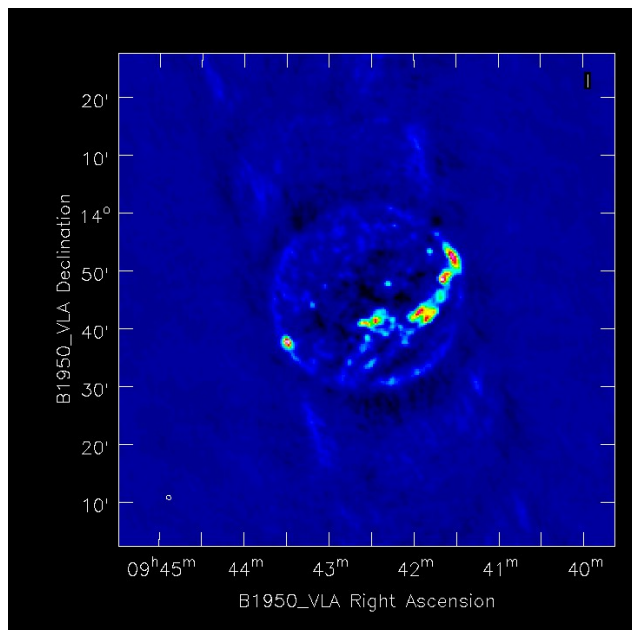
extrasolární (exoplanety), komety a také na Slunce. Protože tento článek je v souladu s dlouhodobou tradicí české radioastronomie cílen právě na radioastronomii sluneční, seznámíme se teď podrobněji s velkými očekáváními i technickými úskalími pozorování Slunce polem ALMA.

#### Pozorování Slunce – co si od něj slibujeme a co nás přitom čeká?

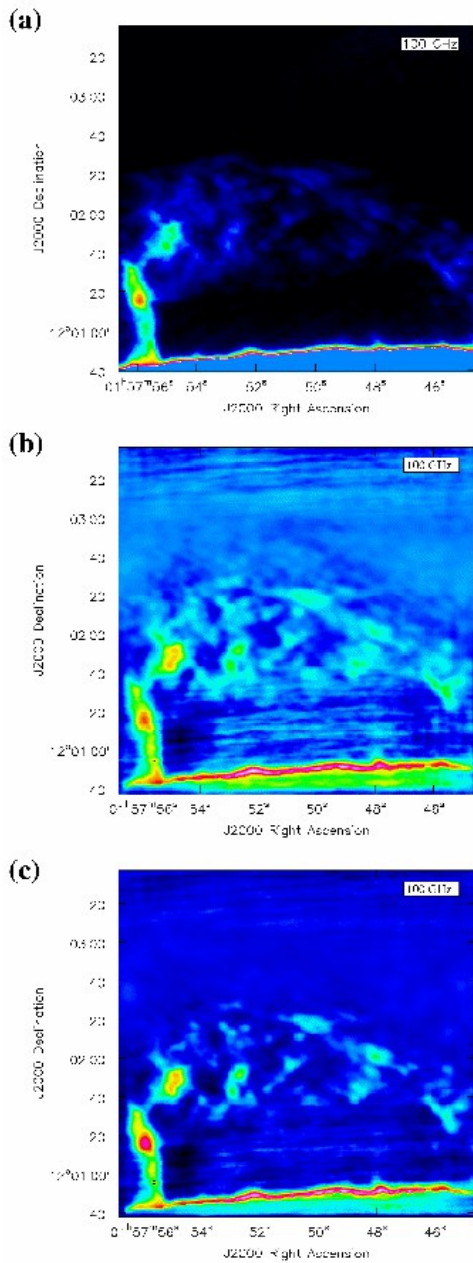
Tak jako v jiných oblastech astrofyziky i ve sluneční fyzice jsou s přístrojem ALMA spojena velká očekávání a naděje na vyřešení dlouho odolávajících záhad. Jednou z nich je otázka urychlování částic během slunečních erupcí. O existenci svazků vysokoenergetických částic nás přesvědčuje nejen [radiová spektroskopie](#), ale zejména pozorování tvrdého rentgenového záření (Hard X-Rays/HXR), jehož intenzita je dnes dokonce hlavním indikátorem erupční aktivity. A co je hlavním problémem? Právě z intenzity HXR záření lze odhadnout počet a energii urychlených elektronů. A pro „standardní“ model erupce s jednou disipativní oblastí je zpozorování určený počet urychlených částic zkrátka příliš velký, než aby mohl být v erupci urychlen elektrickým polem. Možné řešení skýtá novější model [fragmentační kaskády](#) v rekonexi, který přirozeně obsahuje mnoho drobných disipačních oblastí, ve kterých může docházet k urychlování, byly ale navrženy i jiné alternativy, např. urychlování elektronů na vlnách šířících se plazmatem (podobně získávají pohybovou energii surfaři) nebo dodatečné urychlování až v hustých vrstvách chromosféry, kde také HXR záření vzniká proudkým [zabrzdním](#) rychlých elektronů. Tuto otevřenou otázku by mohla zodpovědět právě ALMA, díky svému vysokému prostorovému rozlišení. Předběžné výpočty ukazují, že svazky urychlených elektronů by mohly díky

interakci s magnetickým polem zářit i ([gyro](#))[synchrotronovým mechanismem](#), přičemž vlnové délky takové emise by díky vysokým energiím elektronů padly do oblasti milimetrových a submilimetrových vln, které ALMA pozoruje. Máme tak poprvé naději na přímé zobrazení svazků urychlených částic a možná i míst, kde k jejich akceleraci dochází.

Jiným, dlouho odolávajícím problémem je otázka



**Obr. 25:** Obrázek Slunce získaný již dříve fungujícím radiovým interferometrem VLA (Very Large Array) na frekvenci 1.6 GHz. Obrázek byl získán pomocí SW balíku CASA, pro jehož vývoj byla ALMA mocným impulsem, ale jeho použití je univerzálnější, ideálně pro všechna radioastronomická data. Jasně oblasti odpovídají protuberancím v aktivních oblastech.



**Obr. 26: Simulované pozorování protuberance observatoří ALMA na frekvenci 100 GHz. (a) Model radiové jasové teploty získaný z pozorování v čáře H $\alpha$  na základě teoretického vztahu mezi integrální intenzitou ve spektrální čáře H $\alpha$  a teplotou. Takto bychom viděli protuberanci na vlně 0.3 mm, kdyby ALMA měla ideální rozlišení a pozorování bylo prostě šumu. (b) Simulované pozorování s ALMA spočtené pomocí procedury `CASA::simobserve()` na základě modelu na panelu (a), zobrazené nakonec pomocí `CASA::clean()`. Konečný počet Fourierovských komponent a přirozený šum způsobují zhoršení obrazu oproti ideálnímu modelu. Situace se poněkud zlepší, pokud celé frekvenční pásmo o šířce 8 GHz, které máme v okolí jmenovité observační frekvence 100 GHz, rozdělíme do více frekvenčních kanálů a použijeme metodu multifrekvenční syntézy (MFS). Počet pozorovaných Fourierovských komponent se tak zvětší a obraz je čistší, jak ukazuje panel (c).**

konvekce na Slunci a obecně na hvězdách. Moderní numerické simulace poskytují poměrně detailní obraz konvekce ve vrchních vrstvách fotosféry a v chromosféře, ale chybí nám pozorování, která by tyto modely ověřila, případně umožnila jejich kalibraci (tj. nafitování volných parametrů). Jedním z výsledků numerických modelů povrchové sluneční konvekce je detailní teplotní struktura chromosféry. Její porovnání s pozorováními ale naráží do současné doby na problém – určení teploty z optických, zejména spektroskopických pozorování je poměrně obtížné, pro výpočet modelované spektrální čáry se musí řešit rovnice přenosu záření, přičemž záření samo (a ani obsazení hladin atomů) není ve stavu lokální termodynamické rovnováhy. Inverzní úloha – tj. určení parametrů (mj. teploty) plazmatu z pozorovaných spektrálních čar pak vnáší do problému další nejednoznačnosti, krom toho optická pozorování nedisponují dostatečným prostorovým rozlišením, které by šlo až na teoretickou škálu konvektivních buněk a především rázových vln, které podle modelů hrají v ohřevu chromosféry podstatnou roli. Naproti tomu pozorování tepelného záření dolní chromosféry a fotosféry (kteřé spadá právě do oblasti milimetrových vln) pomocí ALMA umožňuje měření teploty v podstatě přímo, bez složitého přepočítávání (jasová teplota záření odpovídá kinetické teplotě plazmatu), krom toho s dostatečným prostorovým rozlišením. ALMA tedy může významně přispět k porozumění otázce teplotní struktury chromosféry a povrchové konvekce na Slunci.

Podobným problémem je otázka jemné struktury slunečních protuberancí. Ty jsou tvořeny fakticky chromosférickým materiálem, udržovaným ve výškách odpovídajících koróně magnetickým polem. Každá další kosmická sonda s větším prostorovým rozlišením než ty předchozí odhalila další detaily v jemné struktuře protuberancí (především v optickém oboru), což přineslo řadu nových otázek, zejména ohledně dynamiky jemných protuberančních vláken. ALMA, která disponuje daleko vyšším rozlišením by mohla prozkoumat všechny škály předpokládané filamentace materiálu v protuberancích až na úroveň disipační škály. Krom toho, podobně jako v případě klidné chromosféry, tepelné záření protuberancí by spolu s optickými pozorováními mohlo odseparovat vliv hustoty a teploty na intenzitu emise a zjistit tak přímo teplotní a hustotní strukturu protuberancí. Simulaci očekávaných pozorování protuberancí přístrojem ALMA spočtenou procedurou `CASA::simdata()` a následně zobrazenou rutinou `CASA::clean()` ukazuje Obr. 26.

Jiným očekávaným výsledkem je možnost studia rekombinačních spektrálních čar vznikajících elektronovými přechody mezi vysokými hladinami atomu vodíku. Jejich existence na Slunci nebyla dosud prokázána, pokud jsou ovšem pozorovatelné, přinesla by jejich analýza důležitý diagnostický nástroj pro měření magnetických polí v té oblasti sluneční atmosféry, kde je

jejich měření jinými technikami prakticky nemožné.

S tím, jak se komunita slunečních fyziků postupně seznamuje s potenciálem, který ALMA může poskytnout pro potřeby slunečního výzkumu, najdou se velmi pravděpodobně další otevřené problémy, které by data z přístroje ALMA mohla pomoci vyřešit.

A jaký je současný status slunečních pozorování s ALMA? V současné době ani v nejbližší budoucnosti (nejméně do Cyklu 3) nelze, bohužel, počítat s regulérními pozorováními Slunce v rámci standardních vědeckých projektů. Nicméně, s pozorováními Slunce se počítá a od samého počátku byla provedena taková technická opatření, aby sluneční pozorování umožnila. Jde především o podstatné omezení infračerveného (IR) a viditelného slunečního záření soustředěného v ohnisku parabolických antén. Kvůli tomu byl povrch parabolických reflektorů speciálně upraven tak, aby se pro optické a IR záření jevil jako drsný a rozptylující, zatímco ve srovnání s vlnovou délkou přijímaných mikrovln je typická škála drsnosti povrchu zanedbatelná, což vede ke koherentnímu odrazu.

Případné přehřívání způsobené zaměřením antén na Slunce ale není zdaleka jedinou potíží slunečních pozorování. Ta další spočívá v tom, že Slunce je mnohem silnější radiový zdroj než obvyklé vědecké cíle pole ALMA ve vzdáleném Vesmíru. Např. jasová teplota v chromosféře odpovídá kinetické teplotě chromosférického plazmatu a činí tedy řádově 10000 K. Naproti tomu ALMA je natolik citlivá, že je schopna registrovat radiové zdroje s jasovou teplotou jen desetinu stupně Kelvina. Je zřejmé, že žádný detektor není technicky schopný registrovat (navíc nejlépe s lineární charakteristikou) tak velký dynamický rozsah. Protože vysoká citlivost je jednou z předností přístroje ALMA, má detektor lineární charakteristiku pro nízké intenzity radiového záření (nebo ekvivalentně pro nízké jasové teploty) a u jasových teplot okolo 5000 K dochází k jeho saturaci. Kvůli pozorování Slunce byly proto vyvinuty speciální zeslabovací filtry (správněji *atenuátory*), které jsou v případě očekávaných vysokých jasových teplot vloženy před detektor (atenuátory se spolu s ostatními pomocnými zařízeními určenými ke kalibraci nacházejí ve *feedu* antény, v blízkosti ohniska parabolického reflektoru).

Sluneční pozorování jsou tedy poněkud komplikovanější, než sledování „standardních“ objektů chladného Vesmíru. To je důvodem toho, že dosud nejsou rutinně prováděny. To ovšem neznamená, že by pozorování Slunce neprobíhalo vůbec. Provádí se, ale v jiném režimu – tzv. *Commissioning and Science Verification* (CSV). Ten zahrnuje technické testy, které mají ověřit, že pozorování v dané vědecké kategorii (v našem případě pozorování Slunce) jsou s přístrojem ALMA technicky proveditelná, případně je jeho cílem navrhnout na základě uskutečněných testů, taková opatření, která by použití přístroje pro tyto vědecké cíle umožnila. Cílem této procedury tedy v žádném případě není získání vědeckých

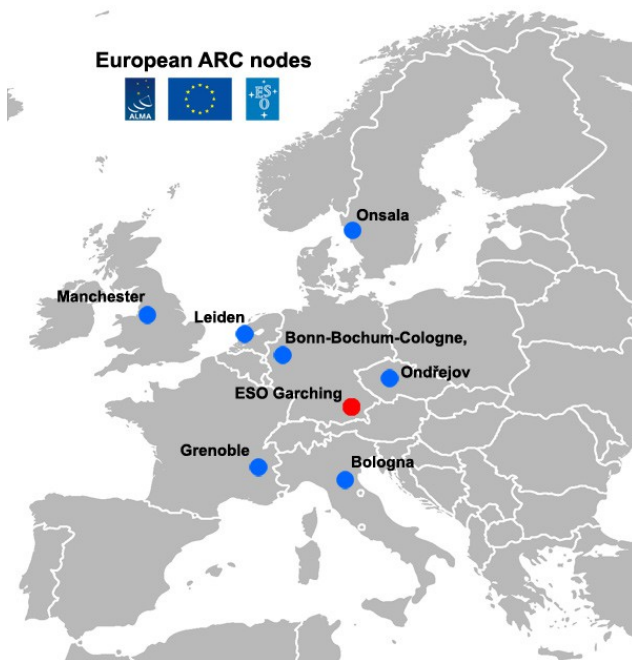
dat. V současné době je jedním z problémů řešených v rámci CSV otázka fázového zpoždění, vneseného do systému slunečními atenuátory, jejich frekvenční závislost a časová stabilita. I v případě Slunce se totiž „pozorovací kvantum“ - Scheduling Block bude skládat ze skenu Slunce (s atenuátorem) prokládaného skeny fázového kalibrátoru (bez atenuátoru). Oprava na fázový posuv v atenuátoru proto bude důležitou součástí kalibrační tabulky. Procedura CSV se ovšem soustřeďuje i na různé jiné aspekty slunečních pozorování: do současné doby proběhly už dvě větší testovací kampaně zaměřené na pozorování Slunce s ALMA.

Do programu CSV mohou testovací projekty navrhovat i vědci mimo *Joint ALMA Observatory* (JAO), tedy skupinu výzkumníků a techniků zaměstnaných přímo na observatoři ALMA v Chile. Do CSV v oblasti slunečních pozorování se proto významně zapojuje i Centrum ALMA/ARC na AsÚ AVČR v Ondřejově. Ondřejovský uzel ARC zaslal do CSV projekt zaměřený na testování pozorování slunečních protuberancí v interferometrickém modu s použitím techniky mozaikování. Výzkum protuberancí nejenže je jedním z tradičních disciplín prováděných v Oddělení fyziky Slunce AsÚ, ale díky opticky tenké emisi protuberancí na milimetrových vlnách (tzn. že jasová teplota je mnohem nižší než kinetická teplota zářícího plazmatu) nevyžaduje jejich pozorování použití slunečních atenuátorů. Proto je tento projekt vhodný k okamžitému testování, i bez detailních znalostí vlastností atenuátorů. Ondřejovský uzel se ale v oblasti CSV slunečních pozorování angažuje mnohem širěji. Více o těchto aktivitách si povíme v následujícím odstavci.

#### Ondřejovský uzel ALMA Regional Center (ARC)

Jak již bylo řečeno, přístroj ALMA vznikl v mezinárodní kooperaci evropské ESO, americké NRAO a japonské NAOJ, ve spolupráci s Chile. Tomu odpovídá i struktura organizace, která pozorování s ALMA zabezpečuje. Kromě již zmíněné *Joint ALMA Observatory* (JAO), která zaměstnává vědce a techniky ze všech tří spolupracujících organizací (ESO, NRAO a NAOJ) a provádí vědecké operace i technické testy a vylepšení přímo na observatoři v poušti Atacama existují ještě tři regionální centra – *ALMA Regional Centers* (ARCs): evropské, vytvořené kolem ESO (EU ARC), severoamerické se sídlem v NRAO (NA ARC) a východoasijské zformované kolem NAOJ (EA ARC). Cílem těchto center je jednak podpora dalšímu rozvoji přístroje ALMA a příslušného SW – podílí se např. na vývoji a testech obslužného softwaru ALMA OT a CASA, navrhují testy a vylepšení HW v rámci procedury CSV apod. Krom toho mají ale i druhý úkol – poskytují uživatelskou podporu výzkumníkům, kteří chtějí pozorovat s polem ALMA. Tato podpora sahá od pomoci s přípravou projektu v ALMA Observing Tool, přes zajištění komunikace výzkumníka s týmem JAO, který skládá už





Obr. 27: Evropský ALMA Regional Center (EU ARC) a jeho uzly.

přímo pozorovací program (sekvenci Scheduling Blocks) na základě výzkumného projektu (tedy pokud byl hodnotícím výborem přijat k realizaci) až po pomoc s redukcí a vizualizací napozorovaných dat (tzv. QA2 procedura) a následném předání kalibrovaných dat výzkumnému týmu. Tato podpora může být realizována osobní návštěvou (tzv. *face-to-face support*) výzkumníka v příslušném ARC (resp. v případě evropského ARC na některém z jeho uzlů – viz dále) nebo on-line prostřednictvím webové služby *ALMA Helpdesk*. Podpora je poskytována vždy na osobní bázi – v příslušném ARC (nebo jeho uzlu) je určen *Contact Support Scientist (CSS)*, který tuto službu pro daný realizovaný projekt poskytuje.

Samotný [evropský ARC](#) (EU ARC) nemá monolitickou strukturu, ale vedle centra, které sídlí v budově ředitelství ESO v Garchingu u Mnichova (SRN), jsou jeho funkce distribuovány do sedmi uzlů – tzv. *ARC nodes* – viz Obr. 27. Jeden z uzlů evropského ARC sídlí na observatoři Astronomického ústavu AV ČR v Ondřejově.

Idea ARC-uzlů spočívá v tom, že každý z nich má nějakou specializaci, v rámci níž primárně poskytuje uživatelskou podporu výzkumníkům nebo výzkumným týmům, jejichž pozorovací projekty byly vybrány k realizaci na observatoři ALMA. Pokud pro danou specializaci je možná podpora více než jednoho uzlu, rozhoduje *regionalita* (tj. geografická blízkost výzkumníka k uzlu), v případě srovnatelných vzdáleností je na výzkumníkovi, od kterého uzlu si podporu vyžádá.

[Český ARC node](#), který kromě AsÚ AV ČR v Ondřejově zahrnuje i katedry astronomie, astrofyziky a teoretické

fyziky na MFF UK v Praze a PŘF MU v Brně a Laboratoř mikrovlnné spektroskopie na VŠCHT v Praze, se specializuje na galaktickou a extragalaktickou astronomii, akreční disky, hvězdné obálky a hvězdné větry, kvantové výpočty a laboratorní měření molekulárních spektrálních čar a v neposlední řadě na sluneční radioastronomii. Zatímco ostatní oblasti výzkumu jsou podporovány i některými jinými uzly evropského ARC, expertiza ondřejovského uzlu ve sluneční milimetrové radioastronomii s ALMA je v evropském měřítku unikátní – druhé centrum s podobným zaměřením existuje ve světě už pouze na NAOJ v Tokiu-Mitace. Z toho plyne významné postavení ondřejovského uzlu v této oblasti výzkumu: nejenže se aktivně účastní návrhů testování slunečních pozorování v rámci procedury CSV, ale připadá mu i koordinační role těchto projektů v celoevropském měřítku. Na roky 2014-2015 obdržel ondřejovský uzel na aktivity spojené s dalším rozvojem observatoře ALMA ve smyslu její přípravy na pozorování Slunce výzkumný grant ESO.

V rámci celosvětových koordinačních aktivit slunečních pozorování s ALMA pořádal AsÚ AVČR v létě 2013 na ČVUT v Praze také setkání slunečních fyziků se zájmem o získání slunečních ALMA dat s techniky a vědci z JAO v Chile – [The Solar ALMA Workshop](#). Ten o jeden den předcházel větší mezinárodní konferenci [CESRA2013](#) (česky též [zde](#)), konané na stejném místě, která je tradičně zaměřena na sluneční radioastronomii obecně. Letos konferenci dominovala témata spojená s novými přístroji, včetně observatoře ALMA. Konference se zúčastnilo rekordních 126 účastníků z celého světa.

Kromě této specifické činnosti zaměřené na koordinaci úsilí směřujícího k realizaci slunečních pozorování s ALMA se ondřejovský uzel v rámci „standardní“ podpory rozvoje observatoře ALMA podílí zejména na testování softwarových balíčků AOT a CASA. Co se týče podpory uživatelů a jejich projektů, ta je z důvodů dosavadní absence regulérních slunečních pozorování, bohužel, poněkud omezená – ondřejovské centrum dosud poskytlo osobní podporu (tzn. nominovalo [CSS](#)) dvěma projektům z oblasti pozorování hvězdných větrů. Věříme, že s počátkem vědeckých pozorování Slunce v rámci standardních výzkumných projektů se situace rychle zlepší a členové ondřejovského ARC týmu budou moci být u prvních vzrušujících výsledků získaných observatoří ALMA ve sluneční fyzice.

#### 4.2 Další přístroje

ALMA je jistě nejvýznamnějším moderním přístrojem, kombinujícím zobrazení s vysokým rozlišením s informací o spektru registrovaného záření, přítomnosti i blízké budoucnosti. Není ale jediným přístrojem tohoto druhu, který je či byl projektován nebo dokonce realizován. Také se sluší říci, že to není přístroj dedikovaný slunečním





**Obr. 28:** Část antén radioheliografu ISTP Irkutsk v Badarech před započatím rekonstrukce. V té době fungoval interferometr na principu zkřížených anténních řad, s využitím multifrekvenční syntézy. Nyní se přestavuje na přístroj s aperturní syntézou.

pozorováním, ta budou pravděpodobně tvořit jakýsi doplňkový program k primárním cílům observatoře ALMA, jimiž jsou objekty chladného Vesmíru. Pojďme se tedy stručně podívat na další projekty přístrojů pro spektrointerferometrická pozorování, zejména na ty zaměřené na výzkum Slunce.

#### FASR

FASR ([Frequency-Agile Solar Radiotelescope](#)) je nebo – nebo spíše byl – nerealizovaný projekt spektrointerferometru založeného na multikanálové aperturní syntéze (podobně jako ALMA a vlastně všechny moderní přístroje tohoto typu). Rozsahem frekvencí 30 MHz – 30 GHz by [pokrýval](#) prakticky celou sluneční atmosféru od dolní chromosféry po vnější korónu. Nejdlejší základna byla plánována na 6 km. Tomu odpovídající mezní rozlišení (při 30 GHz) je 0.3“ (obloukové vteřiny). Projekt byl navržen radioastronomickou skupinou na New Jersey Institute of Technology (NJIT) a zpočátku velmi dobře hodnocen, s vysokými nadějemi na realizaci. První měření

měl poskytovat již v roce 2008 – stal by se tak prvním přístrojem poskytujícím multifrekvenční radiové mapy Slunce s vysokým spektrálním rozlišením. Bohužel, jak již bylo uvedeno, celý projekt zůstal pouze na papíře a k jeho realizaci nedošlo. Že by byl oživen není příliš pravděpodobné, protože mezitím se objevily i jiné podobné projekty, které mají k dokončení podstatně blíž (např CSHR - viz [dále](#)).

#### BDA

BDA ([Brazilian Decimetric Array](#)) je projekt interferometru, navržený a částečně realizovaný brazilským Národním ústavem pro kosmický výzkum ([INPE](#)), s plánovaným využitím ve sluneční i stelární astrofyzice. V pásmu 1.2 GHz – 1.7 GHz by měl pracovat jako spektrointerferometr, tedy zařízení poskytující multifrekvenční radiové mapy (podobně jako ALMA nebo plánovaný FASR). Krom toho se zamýšlí, že bude poskytovat radiové mapy na dalších dvou separátních frekvencích 2.8 GHz a 5.6 GHz. Po dokončení 3. fáze



**Obr. 29:** Centrální část právě budovaného spektro-radioheliografu CSRH v horské stepi v čínské provincii Vnitřní Mongolsko. Budova v pozadí ukrývá i srdce přístroje - dedikovaný rychlý počítač / korelátor.

výstavby by měl sestávat z celkem 38 antén, s nejdelší základnou o délce 2.3 km. Projekt není úplně „odepsaný“, nicméně oproti plánu nabral značný skluz a dosud nejsou veřejně k dispozici žádná data z tohoto přístroje.

### SSRT

SSRT (Obr. 28) je již zmiňovaný radioheliograf Ústavu slunečně-zemské fyziky v ruském Irkutsku. Dosud fungoval jako dvojice ekvidistantních anténních řad ve tvaru kříže v severo-j jižním a východo-západním směru na frekvenci 5.7 GHz. Pro vytváření obrazů používal multifrekvenční syntézu. Mezi moderními přístroji ho znovu zmiňujeme proto, že v současnosti prochází rozsáhlou přestavbou na systém aperturní syntézy (kvůli tomu se zásadně mění i konfigurace celkem 256 antén, z nichž se systém skládá) a dojde i k rozšíření počtu frekvencí, na kterých přístroj pozoruje. Kromě přestavby HW se mění i formát dat a obslužný software – nově budou data ukládána v moderním ASDM (*ALMA Science Data Model*) formátu, který používá i ALMA a který je „nativní“

pro SW balík CASA na zpracování interferometrických dat.

### CSRH

CSRH ([Chinese Spectral Radio Heliograph](#), Obr. 29) je, jak už název napovídá, rovněž přístroj poskytující radiové mapy Slunce na mnoha frekvenčních kanálech; máme tedy k dispozici plnou informaci jak o prostorovém tak spektrálním rozložení radiové emise. Krom toho díky relativně silnému signálu ze Slunce a jeho časové variabilitě bude přístroj disponovat i solidním časovým rozlišením. Uživatelé tak budou mít k dispozici hustou časovou řadu 3D datových kostek, podobných jako v případě dat z ALMA. Rovněž CSRH bude využívat moderní ASDM formát dat a SW CASA pro jejich zpracování.

CSRH se ve skutečnosti skládá ze dvou podsystémů: nízkofrekvenčního (400 MHz – 2000 MHz) a vysokofrekvenčního (2 GHz – 15 GHz)





**Obr. 30: Umělecká představa rozmístění antén vysokofrekvenční části plánovaného mamutího interferometru Square Kilometer Array (SKA) v polopoušti jižní Afriky.**

interferometrického pole. Nízkofrekvenční část sestává z čtyřicítky parabolických antén, každá o průměru 4.5 m, vysokofrekvenční pole je tvořeno šedesáti dvoumetrovými anténami. Maximální základna pro aperturní syntézu je 3 km, což dává mezní rozlišení 10“ pro nízkofrekvenční a 1.4“ pro vysokofrekvenční část.

Přístroj, který staví Skupina sluneční radioastronomie Národní astronomické observatoře Čínské akademie věd ([National Astronomical Observatories of China/NAOC](#)) poblíž města Zhengxianbaiqi v horské stepi provincie Vnitřní Mongolsko je momentálně v podstatě dokončován a poskytuje již první data, která ovšem slouží pouze k technickému ověření funkčnosti a „ladění“ přístroje (tzv. *commissioning*). Na první vědecká data si tedy ještě nějakou chvíli počkáme. Nicméně, ze všech projektů sluneční spektrální interferometrie je tento přístroj zdaleka nejnadějnější a nejbliže svému dokončení a uvedení do provozu. Je pravděpodobné, že vědeckých dat se dočkáme zhruba ve stejné době, kdy budou k dispozici i první sluneční data z regulérních (tj. ne CSV) pozorování observatoře ALMA. Vzhledem k různým rozsahům vlnových délek, které pokrývá ALMA a CSRH se budou získaná data výtečně doplňovat, sluneční fyzici se tedy mají na co těšit.

Nyní ještě krátká zmínka o fungujících a plánovaných přístrojích, které sice nejsou dedikovány slunečním pozorováním, ale mohou i tak mít pro sluneční fyziku význam.

#### GMRT

GMRT ([Grand Meterwave Radio Telescope](#)) je nedávno dokončený interferometr založený na aperturní syntéze a provozovaný Národním ústavem pro radiovou astrofyziku ([NACR TIFR](#)) v Khodadu u Pune v Indii. Nemá sice detailní spektrální rozlišení, ale v metrovém pásmu vlnových délek poskytuje obrazy na celkem šesti ne velmi vzdálených frekvencích 50, 153, 233, 325, 610 a 1420 MHz. Tím tuto oblast pokrývá celkem dostatečně. Nejdelší základna je 25 km, poskytující mezní rozlišení 2“ při 1.42 GHz. Přístroj není dedikován pro sluneční pozorování, přesto se občas k pozorování Slunce používá. Pro sluneční fyziku má v jeho případě velký význam to, že pokrývá i oblast nízkých frekvencí (pod 500 MHz), na kterou se zaměřuje jen málo současných nebo plánovaných přístrojů (kromě radioheliografu ve francouzském [Nancay](#), který má ovšem řádově horší prostorové rozlišení, už jen LOFAR, viz následující odstavec).

#### LOFAR

LOFAR ([LOw Frequency ARray](#), též [zde](#)) je nedávno (do provozu oficiálně uveden v prosinci 2012) dokončený interferometr pracující na relativně dlouhých radiových vlnách v rozsahu frekvencí 10 MHz – 240 MHz. Byl vybudován mezinárodním konsorciem evropských zemí a jeho antény jsou rozmístěny na ploše bezmála celé západní a střední Evropy, na ploše jejíž rozměry přesahují 1000 km.

Přístroj tedy poskytne velmi dlouhé základny a pracuje na principu aperturní syntézy s použitím technologie VLBI (Very Long Base Interferometry). Ta se od „klasické“ aperturní syntézy liší tím, že páry vzdálených antén nejsou přímo propojeny vlnovodem (u těchto vzdáleností by to i bylo jen těžko technicky realizovatelné), ale signál přicházející z každé antény se vlnově sčítá s „nosnou“ vlnou o stejné frekvenci, jako je přijímané záření (na podobném principu funguje i optická holografie). Signály dvojice antén pak mohou být vlnově sečteny až následně, při *post-processingu* (někdy se v této souvislosti proto mluví o „počítačové interferometri“). Nutnou podmínkou k tomu ovšem je, aby „nosná“ vlna byla pro všechny antény stejná, tedy se stejnou frekvencí i fází. Celý systém je tedy náročný na synchronizaci, která se v tomto případě realizuje s využitím dedikovaných širokopásmových internetových propojení jednotlivých stanic, jak to umožnila moderní technologie. Tento systém se ovšem používá pro komunikaci mezi vzdálenými anténami (tj. pro dlouhé základny, které poskytují Fourierovy komponenty pro krátké škály v obraze), samotná „hnízda“ antén na jednotlivých stanicích mají mnohem kratší základny (zobrazují tedy střední a dlouhé prostorové škály radiového zdroje) a jsou vzájemně propojena standardními vlnovody.

Primárním cílem přístroje sice není pozorování Slunce, nicméně jedna ze šesti klíčových vědeckých oblastí pokrytá projektem LOFAR má název „Sluneční fyzika a kosmické počasí“. Dočkáme se tedy pravděpodobně i slunečních dat na těchto nízkých frekvencích přicházejících k nám z vnější koróny a slunečního větru – význam to bude mít především pro výzkum koronálních výronů hmoty a jejich šíření slunečním větrem a heliosférou.

### SKA

SKA (Square Kilometer Array, Obr. 30) je zatím hudbou budoucnosti. Tento mezinárodní projekt, pokud bude realizován, přinese podle plánů první vědecká data až po roce 2020, jeho úplné dokončení je plánováno na rok 2024. Po zkušenostech s budováním observatoře ALMA lze ale asi bezpečně říci, že v případě takto gigantického projektu dojde nejspíše k určitému zpoždění – což je u průkopnických projektů, nasazujících dosud nevyzkoušenou novou technologii, spíše normální.

Kromě nepředstavitelné citlivosti přístroje dané celkovou efektivní sběrnou plochou antén cca 1 km<sup>2</sup> (odtud i název přístroje) by observatoř SKA dosahovala i bezprecedentního rozlišení – její antény mají totiž být rozmístěny na dvou kontinentech, v Jižní Africe a v Austrálii a na Novém Zélandu. Samozřejmostí je proto

použití technologie VLBI pro vzájemnou korelaci mezikontinentálních antén. Nutnou synchronizaci by v tomto případě měly opatřit atomové hodiny.

SKA by mělo pokrývat poměrně velký a spojitý rozsah frekvencí od 70 MHz až po 30 GHz. Protože ideální parametry antén se v tak širokém intervalu mění, bude celé pole realizováno jak tři podsystémy pro dlouhé střední a krátké vlnové délky.

Ani v tomto případě není primárním cílem pozorování Slunce, nicméně jeden z vědeckých programů nazvaný „Kosmický magnetismus“ implicitně počítá i s výzkumem magnetických polí Slunce tímto přístrojem. Pokud bude tento projekt skutečně realizován, přinese pravděpodobně další převrat v astrofyzice.

## 5. ZÁVĚREM

Z našeho krátkého nahlédnutí do světa sluneční radioastronomie je snad patrné, že se jedná o velmi živý a dynamicky se rozvíjející obor. Nejen že se otvírají nová dosud zcela neprobádaná spektrální pozorovací okna v oblasti terahertzových frekvencí, ale i data získaná v tradičnějších oborech delších vlnových délek zaznamenávají kvalitativní skok. Jde zejména o kombinaci prostorového a spektrálního rozlišení, které nám přinesla až zcela nová doba. Také prostorové rozlišení vzrůstá k hodnotám, které byly dříve z říše fantazie a které už dnes na mnoha vlnových délkách řádově převyšují rozlišení i těch největších optických teleskopů. Rovněž celková sběrná plocha antén a s ní spojená citlivost moderních přístrojů přesahuje srovnatelnou veličinu jejich optických protějšků o mnoho řádů. S tím jak nově dokončované přístroje přinášejí nové a revoluční poznatky v astrofyzice – včetně té sluneční – roste i ochota financovat projekty ještě větší. V blízké budoucnosti se tak můžeme těšit na sérii nových senzačních objevů umožněných právě prudkým rozvojem radioastronomie.

### Poděkování

Tato práce byla vytvořena s podporou grantu GAČR 13-24782S a projektu FP7-PEOPLE-2011 MC-CIG-304265 „SeraF“.

## LITERATURA

J. Budějický, Z. Plavcová, M. Plavec: Radioastronomie, NČSAV Praha, 1962

Použité on-line zdroje jsou dostupné přes odkazy přímo v textu.