instrumenty obserwacyjne



- Idealne obserwacje Słońca: obrazowanie 2D o wysokiej rozdzielczości w połączeniu ze spektroskopią (spektroskopia zintegrowanego pola, integral field spectroscopy)
- Czasem trudne do wykonania, stosuje się metody mniej zaawansowane.
- Rozwiązaniem może być obrazowanie fotometryczne wielobarwne (akcent na obrazowanie)
- W niektórych przypadkach można zrezygnować z rozdzielności przestrzennej (widmo całego Słońca, akcent na uzyskanie widma)
- We wszystkich przypadkach trzeba "nazbierać" fotonów.



Zdjęcie typu overlappogram z instrumentu Skylab S082A z 26.01.1974 roku, 22:35 UT. Jasny półobraz Słońca po lewej stronie pochodzi z linii O IV przy 554.4 Å, a jasny fragment obrazu po prawej to linia O V przy 629.7 Å. Najjaśniejszy obraz na lewo od środka pochodzi z linii He I 584.3 Å. [Young, 2021]

Obserwacje Słońca w zakresie wysokich energii możliwe są tylko ponad atmosferą.

- obserwacje rakietowe i balonowe
- obserwacje satelitarne (orbity geo- i heliocentryczne, punkty L)

Dodatkowe zyski z obserwacji pozaatmosferycznych: redukcja światła rozproszonego, eliminacja seeingu, wydłużenie ciągłych obserwacji







Obrazy Słońca w zakresie wysokich energii można wykonać w wąskich lub szerokich przedziałach promieniowania:

- filtry wąskopasmowe (wybrana linia lub grupa linii)
- filtry szerokopasmowe (linie i kontinuum)
- rozdzielczość energetyczna detektora

Promieniowanie zbierane jest przez układ optyczny (teleskop)

- kamera otworkowa (pinhole camera)
- układ optyczny z klasycznym zwierciadłem (normal incidence, NI)
- układ optyczny ślizgających promieni (grazing incidence, GI)
- kolimatory / modulatory / apertury kodowane

Zebrane promieniowanie rejestrowane jest przez detektor

- klisza fotograficzna
- CCD / CMOS
- detektory półprzewodnikowe



Pierwszy w historii obraz rentgenowski Słońca oraz konstrukcja teleskopu, którym obraz uzyskano. Misja rakietowa z 19.04.1960. [Blake et al. 1963]



DENSITY

- Pierwsze obserwacje Słońca w wysokich energiach realizowano dzięki misjom rakietowym.
- Pierwsze obserwatoria satelitarne słoneczne to przełom lat `50 i `60.
- Istotny rozwój technik obserwacyjnych, nastąpił w latach `60 i `70. Opracowane wówczas typy instrumentów są nadal używane. W tym czasie odkryto typowe struktury koronalne m.in.: obszary aktywne, dziury koronalne, jasne punkty.
- Duży postęp w badaniach Słońca w wysokich energiach dzięki obserwacjom ze stacji Skylab (1973-74)



10 lat rozwoju teleskopów pozwalających uzyskiwać obrazy w XR [Golub 2010]

Soczewki jako elementy optyczne teleskopów są użyteczne dla fal >1100-1300 Å (<0.01 keV). W zależności od dł. fali wykorzystuje się następujące metody uzyskiwania obrazów w wysokich energiach:

- >500 Å (<0.025 keV) zwykłe lustra o optyce normal incidence (NI)</p>
- 50-500 Å (0.025 0.25 keV) lustra wielowarstwowe o optyce normal incidence (NI-ML)
- kilka 50 Å (0.25 kilka keV) lustra z optyką grazing incidence (GI) (testowo do 50 keV)
- < kilku Å (> kilku keV) kolimatory





Pokrycie lustra wieloma warstwami odbiciowymi (normal-incidence multilayer optics NI-ML) pozwala podnieść odbicie do poziomu 30-70%. Umożliwia to zbudowanie klasycznych układów optycznych dla zakresu EUV. Tworzenie tego typu luster wymaga umiejętności nanoszenie warstw o grubości dziesiątek Å o ostrych granicach.



www.rxollc.com/technology/periodics.html

- Na lustro nanosi się >10 par warstw składających się z materiału mających odmienne właściwości optyczne.
- Grubość pojedynczej pary wynosi kilkadziesiąt Å
- Podwyższenie odbicia występuje jedynie na wąskim przedziale dł. fal (dλ/λ ~ 0.01-0.1), więc pokrycie wielowarstwowe działa jak filtr wąskopasmowy.



Normal Incidence Multilayers

Teoretyczne odbicie dla niektórych par materiałów możliwych do stosowania w lustrach wielowarstwowych. Pionowe linie wskazują położenie głównych linii emisyjnych Fe.

500 www.rxollc.com/technology /periodics.html

Wybrane satelitarne obserwatoria EUV

SoHO, teleskop EIT (Extreme ultraviolet Imaging Telescope) Układ optyczny: NI-ML Zakres: 171, 195, 284 i 304 Å Filtry wąskopasmowe, około 10 Å Pole widzenia 44x44 arcmin Rozdzielczość: 2.6 arcsec/px Czas: 1995-...





Widmo w obszarze pasma EIT 195

EIT 171 (Fe IX i X, 0.9-1.0 mln K)

EIT 304 (He II, 60-80 tys. K)



Przykładowe obrazy w czterech pasmach widmowych EIT. Podane są główne linie emisyjne danego pasma i charakterystyczna temp. formowania.



Obraz EIT złożony z obrazów 171 (niebieski), 195 (zielony) i 284 (czerwony).

teleskop TRACE (Transition Region and Coronal Explorer) Układ optyczny: NI-ML Zakres: 171, 195, 284 Å + filtry UV i światło białe Filtry wąskopasmowe, około 10 Å Pole widzenia 8.5x8.5 arcmin Rozdzielczość: 0.5 arcsec/px Czas: 1998-2010

Przykładowe obrazy struktur pętlowych (TRACE 171)















obserwatorium **Solar Dynamics Observatory** na orbicie od 11.02.2010

instrumenty naukowe:

- EUV Variability Experiment (EVE)
 - zakres 0.1-105 nm
 - rozdzielczość widmowa 0.1 nm, czasowa 10 s
- Helioseismic and Magnetic Imager (HMI)
- Atmospheric Imaging Assembly (AIA)



Pesnell i in. 2012, Solar Physics 275, 3 "The Solar Dynamics Observatory (SDO)"

przykładowy obraz HMI (magnetogram i kontinuum – linia absorpcyjna Fe I @ 6173 Å)



przykładowe widmo z EVE

teleskop AIA (Atmospheric Imaging Assembly)

układ optyczny: NI-ML

zakres: EUV, UV i Vis

pasma widmowe:

- 7 pasm w EUV: Fe XVIII (94 Å), Fe VIII, XXI (131 Å), Fe IX (171 Å), Fe XII, XXIV (193 Å), Fe XIV (211 Å), He II (304 Å), Fe XVI (335 Å)
- 3 w UV-V: C IV (ok. 1600 Å), kontinuum (1700 Å i 4500 Å)

rozdzielczość czasowa: 10 s

pole widzenia 41x41 arcmin (4096x4096 px)

rozdzielczość kątowa: 0.6 arcsec/px, rozmiar źródła punktowego: 1.4"-1.7"



Lemen i in. 2012, Solar Physics 275, 17 "The Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO)"

Boerner i in. 2012, Solar Physics 275, 41 "Initial Calibration of the Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO)"





Czułość termiczna pasm EUV. Niektóre pasma mają dwa wyraźne maksima czułości dla wyraźnie różnych temperatur (opisane na wykresach).



Czułość termiczna pasm EUV i struktura termiczna atmosfery Słońca

Channel	Primary ion(s)	Region of atmosphere	Char. $\log(T)$
4500 Å	continuum	photosphere	3.7
1700 Å	continuum	temperature minimum, photosphere	3.7
304 Å	He II	chromosphere, transition region	4.7
1600 Å	C IV + cont.	transition region, upper photosphere	5.0
171 Å	Fe IX	quiet corona, upper transition region	5.8
193 Å	Fe XII, XXIV	corona and hot flare plasma	6.2, 7.3
211 Å	Fe xiv	active-region corona	6.3
335 Å	Fe xvi	active-region corona	6.4
94 Å	Fe xviii	flaring corona	6.8
131 Å	Fe viii, xxi	transition region, flaring corona	5.6, 7.0

 Table 1
 The primary ions observed by AIA. Many are species of iron covering more than a decade in coronal temperatures.

 (Lemen et al., 2010)





HMI Dopplergram Surface movement Photosphere

HMI Magnetogram Magnetic field polarity Photosphere



HMI Continuum Matches visible light Photosphere



AIA 1700 Å 4500 Kelvin Photosphere

Porównanie obrazów AIA i HMI dla tego samego momentu czasu.



AIA 4500 Å 6000 Kelvin Photosphere



AIA 1600 Å 10,000 Kelvin Upper photosphere/ Transition region



AIA 304 Å 50,000 Kelvin Transition region/ Chromosphere



AIA 171 Å 600,000 Kelvin Upper transition Region/quiet corona



AIA 193 Å 1 million Kelvin Corona/flare plasma



AIA 211 Å 2 million Kelvin Active regions



AIA 335 Å 2.5 million Kelvin Active regions



AIA 094 Å 6 million Kelvin Flaring regions



AIA 131 Å 10 million Kelvin Flaring regions

Kolejne slajdy: porównanie obrazów AIA i HMI dla tego samego momentu czasu i sytuacji braku rozbłysku.



HMI continuum



HMI magnetogram



AIA 304 He II 50 000 K

SDO/AIA 131 2017-07-09 00:29:56 UT

AIA 131 Fe VIII 500 000 K



AIA 171 Fe IX 800 000 K



AIA 193 Fe XII 1 200 000 K



AIA 211 Fe XIV 2 000 000 K





Sol2011-10-22T11:10





Solar Orbiter: EUI, STIX

Misja ESA/NASA

Start: luty 2020, asysty grawitacyjne (Ziemia, Wenus)

Pierwsza orbita naukowa: połowa 2022

Nominalny czas trwania misji: 7 lat (+3 lata)

Orbita heliocentryczna, min. peryhelium: 0.28 AU, max. inklinacja orbity: 25° (faza nominalna, 7 lat), 34° – 36° (faza rozszerzona, 3 lata)

Masa startowa: 1800 kg

Aparatura naukowa: 209 kg (10 instrumentów)

Wymiary: 2.5 x 3.1 x 2.7 m

Długość rozłożonych paneli słonecznych: 18 m

Zasilanie: 180 W

Transfer danych: 150 kbit/s (odległość 1 AU od Ziemi), okna obserwacyjne

Ważna zaleta: poprawa rozdzielczości przestrzennej przy obecnie dostępnej rozdzielczości kątowej



Misja ESA/NASA



Pytania naukowe misji:

- Co napędza wiatr słoneczny i skąd pochodzi koronalne pole magnetyczne?
- Jak zjawiska aktywne wpływają na zmienność heliosfery?
- Jak erupcje słoneczne produkują wysokoenergetyczne cząstki wypełniające heliosferę?
- Jak działa dynamo słoneczne i jak steruje związkami Słońca i heliosfery?

Instrumenty badawcze (in-situ):

SWA: Solar Wind Plasma Analyser

Konstrukcja: Wielka Brytania, Włochy, Francja, USA

Cel: pomiar gęstości, prędkości i temperatury wiatru słonecznego (jony i elektrony); skład chemiczny.

MAG: Magnetometer

Konstrukcja: Wielka Brytania Cel: precyzyjny pomiar heliosferycznego pola magnetycznego.

RPW: Radio and Plasma Waves

Konstrukcja: Francja, Szwecja, Czechy, Austria Cel: pomiar pól magnetycznych i elektrycznych z wysoką rozdzielczością czasową.

EPD: Energetic Particle Detector

Konstrukcja: Hiszpania, Niemcy, USA, ESA Cel: pomiar składu, zmian w czasie i widm wysokoenergetycznych cząstek.



Instrumenty badawcze (remote):

EUI: Extreme Ultraviolet Imager

Konstrukcja: Belgia, Wielka Brytania, Francja, Niemcy, Szwajcaria Cel: Uzyskanie sekwencji obrazów w zakresie UV

PHI: Polarimetric and Helioseismic Imager

Konstrukcja: Niemcy, Hiszpania, Francja Cel: Pomiar fotosferycznego pola magnetycznego i prędkości dopplerowskich.

SPICE: Spectral Imaging of the Coronal Environment

Konstrukcja: Wielka Brytania, Niemcy, Francja, Szwajcaria, USA Cel: Spektroskopia korony z obrazów EUV

SoloHI: Heliospheric Imager

Konstrukcja: USA Cel: Obrazowanie obszaru 5-47 R_o

METIS: Coronagraph

Konstrukcja: Włochy, Niemcy, Czechy Cel: Obrazowanie korony (1.5 – 3 R_{\odot})

STIX: X-ray Spectrometer/Telescope

Konstrukcja: Szwajcaria, Polska, Niemcy, Czechy, Francja

Cel: Rejestraja widm i obrazów w zakresie 4-150 keV






Load scientific institutes or universities contributing to the science payload





sonda Helios-1

inne sondy, które zbliżyły się do Słońca Helios-1 Helios-2 Parker Solar Probe 15.01.1976 Start 10.12.1974 12.08.2018 Koniec 18.02.1985 23.12.1979 2025 (plan) Peryhelium 0.31 AU 0.29 AU 0.045 AU **First Perihelion** at 35.7 Rs Launch Sun Mercury Venus Venus Flyby #1 Earth

orbita Parker Solar Probe

First Min Perihelion at 8.86 R_s from Sun's surface

EUI: Extreme Ultraviolet Imager

Składa się z:

- High Resolution Imagers (HRIs)
- Full Sun Imager (FSI)

Układ optyczny: NI-ML

Filtry wąskopasmowe: 174 i 304 A (FSI), 174 A i Lyα (HRI)

Pole widzenia: 3.8 deg (FSI), 0.28 deg (HRI) Rozdzielczość: 10 arcsec (FSI), 0.5* arcsec (HRI)

Detektor: CMOS 3k/2k



[Dolliou et al. 2023]



Przykładowe obrazy z FSI i HRI (174A). Rejestracja małych pojaśnień w niskiej koronie, tzw. "campfires". T≈1MK, czas trwania >10s, lokalizacja do 5000 km ponad fotosferą [Berghmans at al. 2021]

* ~100 km w peryhelium

film do obejrzenia



W zakresie XR zwykłe odbicie od luster spada poniżej 1%.

Optyka NI, nawet z użyciem luster wielowarstwowych, jest niewystarczająca do uzyskania obrazu



Odbicie (i ogniskowanie) promieniowania SXR możliwe jest tylko przy bardzo małych kątach padania, <2° (grazing incidence, GI, "promienie ślizgające", zjawisko całkowitego odbicia zewnętrznego)

Optical Light

Odbicie od granicy próżniachrom dla promieniowania 32 Å w zależności od kąta padania [Yulin 2003]

X-ray Light







Całkowite odbicie zewnętrzne występuje dla kątów mniejszych niż kąt krytyczny θ_c , który zależy od:

- energii fotonów
- materiału

$$\sin \theta_c = \lambda_{min} \left(\frac{Ne^2}{mc^2 \pi} \right)^{1/2}$$

N – koncentracja elektronów, m, e – masa i ładunek elektronu λ_{min} - dł. fali odpowiadająca θ_c

Dla fotonów SXR, nawet w przypadku najgęstszych materiałów (złoto, platyna, iryd), kąt padania musi być na poziomie 0.2-2°.

Do otrzymania obrazu bez komy potrzebne są dwa odbicia (para luster). Zagnieżdżanie takich par pozwala zwiększyć powierzchnie efektywną teleskopu.



Układ optyczny (teleskop) Woltera wykorzystuje zjawisko ślizgających promieni i występuje w trzech odmianach



Teleskop rentgenowski XMM-Newton z optyką Wolter I





Wybrane satelitarne obserwatoria SXR

Yohkoh, teleskop SXT (Soft X-ray Telescope)

Układ optyczny: GI Zakres: 0.24 – 4.6 nm (SXR) Filtry szerokopasmowe, 1-3 nm Pole widzenia 42x42 arcmin Rozdzielczość: 2.4 arcsec/px Czas: 1991-2001



н 10"

Yohkoh SXT data Solar minimum Solar maximum 21 Feb 1992 (a) Przykładowe obrazy SXT 7-APR-95 14:57 (b) 28-SEP-91 12:55 (a)



Yohkoh/ SXT

A) helmet-shaped arch
B) arcade loops
C) eruptive loop
D) quadrupolar loops
E) cusped loops
F) double arcade
G) sigmoidal loops

Przykładowe obrazy SXT

311

Hinode, teleskop XRT (X-ray Telescope) Układ optyczny: GI, Wolter I Zakres: 0.5-6 nm Filtry szerokopasmowe Pole widzenia 34x34 arcmin Rozdzielczość: 1 arcsec/px Czas: 2006-...

Odpowiedź termiczna XRT dla różnych filtrów. Widać, że teleskop jest czuły na szeroki zakres temperatur, co oznacza małą rozdzielczość termiczną.



Powierzchnia efektywna XRT dla różnych filtrów.





Przykładowy obraz XRT dla okresu niskiej aktywności słonecznej



Przykładowy obraz XRT dla okresu wysokiej aktywności słonecznej

Focusing Optics X-ray Solar Imager (FOXSI)

Układ optyczny: GI, Wolter I Zakres: 3-55 keV (zmienne zależnie od misji) Rozdzielczość: 8 arcsec, 0.8 keV, 0.1 s Czas: powtarzana misja rakietowa, dotychczas 4x, 5 w przygotowaniu



lustro FOXIS 3



Powyżej pewnej energii nawet optyka ślizgających promieni przestaje być użyteczna. Do wykorzystania pozostają techniki obrazowania pośredniego.



- W zakresie HRX używane są kolimatory / modulatory / apertury kodowane.
- Kolimator ma za zadanie ograniczyć wiązkę promieniowania do fotonów` nadbiegających z określonego kierunku.
- Najprostszy przykład to kamera otworkowa (zaleta: prosta konstrukcja, wada: mała jasność obrazu).
- Obejście tego problemu: użycie siatki wielu otworków ułożonych w pewien wzór (apertura kodowana, coded aperture imaging).
- Obraz uzyskuje się pomiarów przy wykorzystaniu odpowiednich algorytmów (obrazowanie pośrednie/obliczeniowe, computational imaging)
 Beam 2





zasada działania kolimatora

zasada działania apertury kodowanej na przykładzie teleskopu INTEGRAL



Rozwinięciem zasady apertury kodowanej są kolimatory składające się z układu siatek (2 lub więcej) o odpowiedniej charakterystyce, tzw. kolimatory modulujące (modulation collimators, MC). Opracowane przez Minoru Oda (1964).



(a) Geometria kolimatora modulującego składającego się z 2 siatek, dla przypadku wiązki równoległej promieniowania (źródło punktowe). (b) Płaszczyzny maksymalnej przepuszczalności w dużej odległości od detektora.

Kąt odpowiedzi / rozdzielczość kolimatora (FWHM) wynosi: $\theta_r = \frac{d}{D} = \frac{p}{2D}$

Układ taki pozwala jednoznacznie wyznaczyć rozmiar źródła, jeśli zawiera się w przedziale od $\theta_r/4$ do $2\theta_r$ [Bradt et al. 1968]

Zastosowanie układów trzech lub czterech siatek pozwala na obserwacje większych źródeł (do $8\theta_r$ w przypadku czterech siatek). Dodatkowe środkowe siatki pozwalają też blokować promieniowanie z kierunków wyraźnie odbiegających od osi optycznej.





Funkcje odpowiedzi kątowej dla kolimatorów składających się z dwóch (a), trzech (b), czterech siatek (c). Przypadek (d) to odpowiedź kolimatora (c) dla źródła o pewnym rozmiarze kątowym [Bradt et al. 1968]

Geometria kolimatora modulującego składającego się z 4 siatek, dla przypadku wiązki równoległej (źródło punktowe) [Bradt et al. 1968]

W 1964 r. przeprowadzono eksperyment rakietowy w celu wyznaczenia rozmiaru kątowego źródeł rentgenowskich Sco X-1 i Sgr. Wykorzystano modulator złożony z 2 siatek. Z uzyskanych pomiarów wywnioskowano, że [Oda et al. 1965, Oda 1965]:

- rozmiar Sco X-1 jest na pewno mniejszy niż 0.5° i może mniejszy od 0.125°.
- źródło Sgr jest rozciągłe >0.5° lub składa się z wielu mniejszych źródeł.



W 1966 r. dzięki misji rakietowej z modulatorem 4-siatkowym, określono położenie źródła Sco X-1 z dokładnością do 4 arcmin. [Gursky et al. 1966].

cyt. z publikacji Oda (1965):

Depending upon whether the angular size of the source is smaller or larger than d/D radian, the collimator produces or does not produce the "modulation" of the flux as the orientation of the collimator with respect to the direction of the source changes.

Zasada działania modulatora oraz pomiar modulacji dla źródła Sco X-1. [Oda et al. 1965, Oda 1965]

W 1969 r. przeprowadzono pierwsze obserwacje Słońca w zakresie HXR z wykorzystaniem modulatora. Celem było określenie położenia i struktury emisji rozbłyskowej nietermicznej. Instrument posiadał kolimator 3-siatkowy ($\theta_r = 1.32'$) i detektor (20-60 keV). Była to misja balonowa (32 km). Rozdzielczość dostępna była tylko w 1D (kierunek E-W) [Takakura et al. 1971]



Schemat modulatora



Modulator w czasie kalibracji

W trakcie trwania misji udało się zaobserwować silny rozbłysk (klasa 3N-3B) z wyraźnym pojaśnieniem w zakresie HXR w czasie fazy impulsowej. W celu zlokalizowania źródła HXR, pitch podzielono na 5 pasków. Skanowanie (modulację) promieniowania uzyskano przez swobodną rotację gondoli balonu.



Położenie źródła HXR (mierzone w jednym wymiarze) było zgodne z obserwowanym rozbłyskiem Hα. Rozmiar źródła określono na prawdopodobnie równy lub mniejszy niż 1'. To więcej niż rozmiar obszaru rozbłysku w Hα (~3'). Uwaga: niejednoznaczność położenia równa pitch.



Położenie źródła HXR względem obrazu rozbłysku w Hα (3:57). Środek źródła HXR położony jest na linii X. Na linii R znajdowało się źródło widoczne w zakresie radiowym.



Jednowymiarowy rozkład jasności dla pojaśnienia HXR w czasie 3:56-3:58. Nr pasków na osi X odpowiadają tym na obrazie obok. Linia pozioma to tło przed/po pojaśnieniu. Linia - - - oczekiwany profil dla źródła punktowego Linia -.-. oczekiwany profil dla źródła o rozmiarze 1.1' Linia . . . oczekiwany profil dla źródła o rozmiarze 2.2'

Pierwsze teleskopy z kolimatorami modulującymi miały rozdzielczość kątową w jednej osi. Uzyskanie obrazu 2-D możliwe jest poprzez skanowanie w różnych kierunkach za pomocą:

- rotacji modulatora wokół osi optycznej (RMC rotating modulation collimator)
- kilku modulatorów ustawionych w różnych kierunkach

Dodatkowo teleskop powinien mieć siatki i różnej rozdzielczości, aby móc uzyskać modulację dla źródeł o różnych rozmiarach.

Konstrukcję z rotującym modulatorem (RMC) zaproponował Mertz (1967). Rotacja powoduje powstanie cyklicznego wzorca modulacji, której częstotliwość (cykle na 1 obrót) zależy od odległości (r) źródła od osi kolimatora. Faza modulacji zależy od kąta azymutalnego θ_0 .

Linie odpowiadają pasmom maksymalnej (linia ciągła) i minimalnej (linia przerywana) transmisji przez kolimator. W układzie odniesienia kolimatora źródło S zatacza okrąg o promieniu r wokół osi obrotu. Geometrię kolimatora określa Δ (pitch), a pozycję źródła S określa r. Orientację kolimatora wyznacza kąt θ_0 (±180°) w chwili t=0. Oś obrotu kolimatora jest prostopadła do sfery niebieskiej w punkcie O. [Schnopper et al. 1968]



Po zregularyzowaniu modulowany sygnał poddawany jest analizie fourierowskiej w celu znalezienia częstotliwości, a stąd położenia źródła.

W praktyce θ_0 nie jest znane. Wyznaczenie z obserwacji polega na liczeniu transformacji Fouriera dla różnych θ_0 , aż do uzyskania pojedynczej częstotliwości.

Tło jest samoczynnie usuwane z obserwacji źródła, bo nie jest modulowane.



(a) Symulowane dane dla źródła S – krzywa modulacji mierzonego sygnału. (b) Zregularyzowane dane dla tego samego źródła, przy odpowiednim doborze kąta fazowego θ_0 . (c) Widmo częstotliwości uzyskane z analizy Fouriera danych zregularyzowanych [Schnopper et al. 1968].

Problemy:

- Źródła o rozmiarze większym od rozdzielczości siatki nie dają modulacji.
- Grupa wielu źródeł położonych blisko siebie nie można rozdzielić.
- Uzyskanie obrazu dla źródeł o złożonym kształcie lub drobnej strukturze jest trudne lub niemożliwe.
- Źródła poruszające się, zmieniające jasność lub wielkość są problematyczne.
- Niski zakres dynamiczny (~1:10) uniemożliwia obrazowanie słabych źródeł w obecności silnych.

Zaleta:

 Możliwość uzyskania informacji o położeniu, rozmiarze, jasności i rozkładzie widmowym źródła emisji. Śledzenie zmian czasowych.

Wybrane satelitarne obserwatoria HXR

Reuven Ramaty High-Energy Solar Spectroscopic Imager (RHESSI)

Układ optyczny: RMC Zakres: 3 keV – 17 MeV Rozdzielczość: 2.3 arcsec, 1-3 keV, <4s Czas: 2002-2018 (2023) Cele: zrozumienie procesów wydzielania energii, przyspieszania cząstek oraz transportu i energii i cząstek





- 9 detektorów (Ge) 7.1 x 8.5 cm, każdy z kolimatorem o innej rozdzielczości
- rejestracja energii, czasu przybycia każdego fotonu
- możliwość uzyskiwania: obrazów dla wybranych przedziałów energii, widm bez i z rozdzielczością przestrzenną (spektroskopia obrazowa)



Schemat RHESSI. Główne elementy obrazujące to tuba z 9 sub-kolimatorami, blok 9 detektorów (kryształy Ge) [Hurford et al. 2002]





siatka 5



Nominalne parametry siatek dla dziewięciu układów sub-kolimator – detektor

Każdy z sub-kolimatorów (para siatek front grid i rear grid) ma inną rozdzielczość (FWHM) określoną przez pitch siatki (różny dla każdego z sub-kolimatora) i długość sub-kolimatora (1.55 m dla wszystkich kolimatorów).

Zastosowanie siatek o różnych rozdzielczościach pozwala obserwować źródła o różnych rozmiarach oczekiwanych dla rozbłysków.



Geometria układu sub-kolimator – detektor. P to pitch siatki (stała siatki).

RHESSI – nominal grid parameters.									
Subcollimator number	1	2	3	4	5	6	7	8	9
Pitch (mm)	0.034	0.059	0.102	0.177	0.306	0.530	0.918	1.590	2.754
slit width (mm)	0.020	0.035	0.061	0.106	0.184	0.318	0.477	0.811	1.487
FWHM resolution (arc sec)	2.26	3.92	6.79	11.76	20.36	35.27	61.08	105.8	183.2
Max. transmission	0.60	0.60	0.60	0.60	0.60	0.60	0.52	0.51	0.54
Grid thickness (mm)	1.2	2.1	3.6	6.2	10.7	18.6	6.2	6.2	30.0
Slat material	Mo	W	W	W	W	W	W	W	W
Field of view (deg)	1.0	1.0	1.0	1.0	1.0	1.0	4.4	7.5	2.8

RHESSI wykonuje 15 obrotów na min. (1 obrót na 4 s). W wyniku tego, dla źródeł nie znajdujących się na osi optycznej, mierzona jest modulacja sygnału.

Z cech modulacji można określić jasność, położenie i rozmiar źródeł, czyli uzyskać obraz 2D.

Liczba maksimów w przebiegu modulacji pozwala wyznaczyć odległość źródła od osi rotacji, r.

Kąt ustawienia siatek w czasie najwolniejszej zmiany modulacji daje kąt azymutalny źródła, θ_0 . Średni poziom zliczeń pozwala wyznaczyć jasność źródła.

Liczba zliczeń w minimach modulacji oraz jej amplituda niesie informację o rozmiarze źródła względem rozdzielczości sub-kolimatora



Schematyczna krzywa blasku (profil modulacji) pokazująca jak zmienia się liczba fotonów docierających do detektora przez dwie siatki w czasie jednego obrotu RHESSI. Maksymalna liczba fotonów osiągana jest w momencie, gdy siatka tylna jest dokładnie za siatką przednią z punktu widzenia nadchodzących fotonów.



Widok schematyczny kolimatora od strony Słońca dla punktu nieznajdującego się na osi rotacji RHESSI (kolory: czerwony – siatka przednia, niebieski – siatka tylna, żółty - detektor).

Przykładowe poglądowe profile modulacji dla jednej rotacji dla różnych źródeł (p – pitch siatki).

- źródło punktowe w odległości 8p od osi rotacji
- 2. to samo, co 1, ale jasność o połowę mniejsza
- 3. to samo, co 1, ale azymut przesunięty o 45°
- to samo, co 1, ale odległość zwiększona do 12p
- to samo, co 1, ale rozmiar źródła równy p/2
- 6. to samo, co 1, ale rozmiar źródła równy p
- przypadek zbliżony do rzeczywistego źródło o złożonym nieznanym kształcie i położeniu



W praktyce prawdziwe źródła są bardziej skomplikowane, a więc profile modulacji są bardziej złożone.

Sytuację pogarszają dodatkowo przerwy w rejestracji (data gaps), zmienność prawdziwych źródeł (rozmiary, jasność, położenie) oraz szum.

Podstawowe zadanie przy analizie danych RHESSI to zagadnienie odwrotne – wyznaczenie rozkładu źródeł, rozmiarów, jasności na podstawie zestawu zarejestrowanych modulacji z zestawu kolimatorów.

Rozwiązanie tego problemu zaczynamy od digitalizacji modulacji w przedziały czasu i opisaniu rozkładu jasności w płaszczyźnie źródła za pomocą pikselizowanego obrazu F_m , gdzie F_m to strumień (fotony/cm²/s), z piksela m, padający na przednie siatki.



Przejście od danych pierwotnych (rejestracji fotonów – czas, energia) do profilu modulacji [Schmahl 2006].

W pierwszym przybliżeniu zaniedbujemy tło i energię fotonów.

Oczekiwane zliczenia w i-tym binie czasowym:

$$C_i = A \sum_m P_{im} F_m \Delta t_i$$

 P_{im} – prawdopodobieństwo, że foton z piksela m zostanie zliczony w i-tym binie czasowym (o szerokości Δt_i) przez detektor o powierzchni A.

P_{im} może być policzone jeśli znamy parametry kolimatora i jego orientację względem płaszczyzny źródła.

Znaleźć mapę źródeł F_m mając C_i w każdym przedziale czasu i.



Do rekonstrukcji obrazów dostępnych jest sporo algorytmów, m.in.: Back Projection, Clean, ForwardFit, Pixon, EM, MEM NJIT, VIS FWDFIT, UV Smooth, VIS CS.

https://hesperia.gsfc.nasa.gov/rhessi3/software/imaging-software/image-algorithm-summary/index.html



algorytm Back Projection

Polega na określeniu możliwych ścieżek, którymi foton mógł dotrzeć do detektora przy danej geometrii kolimatora.

Śledzenie tych ścieżek wstecz do Słońca ("back projection") tworzy na niebie mapę złożoną z wielu równoległych linii, wskazujących, skąd foton mógł pochodzić.

Foton nie mógł pochodzić z punktu na Słońcu znajdującego się pomiędzy liniami, ponieważ w takim przypadku zostałby zatrzymany przez szczebelki jednej z siatek i nie dotarłby do detektora.



algorytm Back Projection

Mapa prawdopodobieństwa położenia źródła na Słońcu w danym momencie obrotu RHESSI. Biały kolor to wysokie prawdopodobieństwo, czarny – niskie, że wykryty w tym czasie foton pochodził z danego obszaru na Słońcu.

Wraz z rotacją RHESSI i zmianą kąta siatek, zmienia się ustawienie mapy prawdopodobieństwa.

Źródło (punktowe) znajduje się w dolnym lewym rogu pola. Oś obrotu RHESSI pokazuje znak + w centrum pola.



animacje na tym i następnych slajdach: Ed Schmahl do obejrzenia na https://hesperia.gsfc.nasa.gov/hessi/hessi_show_image.htm
algorytm Back Projection

Rotacja RHESSI i zmiana ustawienia mapy prawdopodobieństwa powoduje zmianę liczby fotonów docierających do detektora.

Z punktu widzenia detektora zmiana wygląda jak na animacji obok. Rotacja jest niewidoczna, ponieważ detektor rotuje razem z siatkami. Biały – fotony przechodzą do detektora, czarny – nie. 9

Detektor nie posiada przestrzennej zdolności rozdzielczej, więc rejestruje jedynie wartość docierającego strumienia fotonów. Można to przedstawić w postaci krzywej blasku (profil modulacji)





algorytm Back Projection

Obraz jest rekonstruowany poprzez dodawanie map prawdopodobieństwa ważonych sygnałem mierzonym przez detektor.





Tworzenie obrazu metodą BP w miarę obrotu RHESSI w czasie 1 pełnej rotacji dla **siatki 5**".

Źródło symulowane jest w górnym lewym rogu. Zrekonstruowany obraz jest w dolnym prawym rogu. Każdy zestaw kolumn pokazuje połowę czasu 1 rotacji (2 s). Czas biegnie w dół.

Kolejne kolumny zawierają:

- mapa prawdopodobieństw (biały największe prawdopodobieństwo)
- zmierzony na detektorze sygnał
- kolumna 1 ważona sygnałem z kolumny 2
- suma kolejnych map ważonych prawdopodobieństw, która po pełnym obrocie daje ostateczny obraz



Tworzenie obrazu metodą BP w miarę obrotu RHESSI w czasie 1 pełnej rotacji dla **siatki 10.5**".

Źródło symulowane jest w górnym lewym rogu. Zrekonstruowany obraz jest w dolnym prawym rogu. Każdy zestaw kolumn pokazuje połowę czasu 1 rotacji (2 s). Czas biegnie w dół.

Kolejne kolumny zawierają:

- mapa prawdopodobieństw (biały największe prawdopodobieństwo)
- zmierzony na detektorze sygnał
- kolumna 1 ważona sygnałem z kolumny 2
- suma kolejnych map ważonych prawdopodobieństw, która po pełnym obrocie daje ostateczny obraz





algorytm Back Projection



obraz oczyszczony

algorytm Back Projection

obraz końcowy: zrekonstruowany obraz jest konwolucją rzeczywistego źródła z funkcją odpowiedzi dla źródła punktowego, nazywany jest dirty map

zalety: metoda bardzo szybka, prosta, liniowa, nie wymaga wstępnych założeń odnośnie geometrii źródeł, daje dobre współrzędne źródeł (nawet słabych), dobra do selekcji sub-kolimatorów do innych metod

wady: obrazy słabej jakości z płatami bocznymi, nie nadaje się do wyznaczania rozmiarów źródeł i fotometrii, trudność z uzyskanie obrazu słabszych źródeł w obecności silniejszych (niski zakres dynamiczny).



algorytm Clean

- Algorytm iteracyjny bazujący na założeniu, że obraz może być przedstawiony jako złożenie źródeł punktowych.
- Algorytm zaczyna od dirty map utworzonej przez BP. Znajdowany jest najjaśniejszym piksel tej mapy.
- Przyjmuje się, że w tym miejscu znajduje się źródło punktowe o jasności będącej ułamkiem jasności danego piksela (loop gain, typowo ok 5%).
- Od dirty map odejmowany jest PSF odpowiadający temu źródłu punktowemu (lokalizacja, jasność). Powstaje residual map (mapa różnic).
- Do mapy CLEAN dodawane jest źródło o kształcie gaussowskim, o szerokości równej rozdzielczości danej siatki, o jasności i lokalizacji źródła punktowego.
- Kroki 1–4 są powtarzane zadaną liczbę kroków lub do momentu, aż pozostałe wartości na residual map spadną poniżej ustalonego poziomu progowego (maks. ujemne > maks. dodatnie).
- Na koniec obraz CLEAN jest splatany z PSF gaussowskim o szerokości odpowiadającej wybranemu zestawowi detektorów.
- Zalety: dość szybki, daje dodatnie strumienie, usuwa boczne płaty
- Wady: błędy w fotometrii, problemy z obrazowanie źródeł rozciągłych, zawyża rozmiary źródeł







Back Projection

porównanie obrazów dla tego samego rozbłysku

CLEAN

punktów itd.).

Większość (pozostałych) metod rekonstrukcji obrazów bazuje na twierdzeniu Bayesa. Polegają one na maksymalizowaniu rozkładu prawdopodobieństwa rekonstruowanego obrazu (I) i modelu (M), mając dane obserwacje (D):



Wybór obrazu pierwotnego służy zdefiniowaniu różnych nieliniowych algorytmów rekonstrukcji obrazu. Np. w MEM (maximum entropy method) jest brany jako $\exp(\alpha S)$ gdzie S jest entropią obrazu – najbardziej płaski (rozmyty) obraz jest najbardziej prawdopodobny.

inne algorytmy

Forward Fit

Zakłada, że źródło (lub źródła) można opisać prostą funkcją o niewielkiej liczbie parametrów (na przykład kołowym rozkładem Gaussa) i poszukuje wartości tych parametrów, które prowadzą do uzyskania mapy zgodnej z danymi (zliczenia).

Zalety: szybki, dodatnie strumienie, daje rozmiary źródeł wraz z błędami

Wady: wymaga założeń odnośnie liczby i kształtu źródeł.



przykładowe obrazy BP, CLEAN, i Foward Fit zrekonstruowane dla danych danych syntetycznych (symulacja pary źródeł)

hesperia.gsfc.nasa.gov/rhessi/docs/imaging/hessi_fwd_comp.html

Pixon

Kluczowym elementem metody jest to, że nie wszystkie części obrazu potrzebują tej samej rozdzielczości przestrzennej. W przypadku obrazów HXR większość obrazu jest czarna (nie zawiera źródeł) – tu można użyć niskiej rozdzielczości (duże "piksele"). To zmniejsza liczbę stopni swobody. W miejscu rzeczywistych źródeł "piksele" będą mniejsze.

"Pikselem" jest tzw. pixon. (uogólnienie piksela). Jest zmienną komórką obrazu reprezentującą jeden stopień swobody.

W idealnym przypadku zrekonstruowany obraz składa się z minimalnej liczby pixonów (o różnych skalach) potrzebnych do opisania informacji zawartej w obrazie.

Zalety: dokładna fotometria, bdb do źródeł rozciągłych przy obecności małych Y (arcsec)

Wady: wolny, tendencja do nadrozdzielczości



Porównanie obrazów dla tego samego rozbłsku [Kontar 2009]



(hesperia.gsfc.nasa.gov/rhessidatacenter/simulations/chris johns krull.html)

- Back Projection
- **CLEAN**
- PIXON





-716.0

300

250

200

150

100

(arcsec)

Heliocentric

-184.7

346.6

21-Jun-2001 10:00:00.000 to 10:00:04.000 Detectors: 4F 5F 6F 7F 8F Energy Range: 12:0 - 25:0 keV Back Projection Total counts: 3:66E+03

Reconstructed HESSI Image

600

650

700

31-Jan-2002 12:12

877.9

1409.3

1940.6



Porównanie rekonstrukcji obrazu przy użyciu metod: Back Projection, CLEAN (z wagami uniform i natural), PIXON oraz UV_SMOOTH dla emisji w zakresie 25–50 keV rozbłysku z 23.07.2002, z wykorzystaniem siatek 3–6, 9. Silne płaty boczne widoczne w PB są usuwane przez pozostałe algorytmy. Obraz PIXON przejawia zjawisko nadrozdzielczości [Caspi 2010].



Problem nadrozdzielczości metody PIXON [Alexander & Daou 2008]

Expectation Maximization

Metoda rekonstrukcji oparta na metodzie najwiekszej wiarygodności **Richardson-Lucy.** Metoda opiera się na schemacie iteracyjnym, który wykorzystuje odchylenia przewidywanych zliczeń (uzyskanych z bieżącego obrazu) od zliczeń zaobserwowanych do wprowadzania zmian w aktualnym obrazie.

Zalety: dokładna fotometria, dość odporna na dobór siatek

Wady: nie jest szybka, wymaga wiekszej liczby zliczeń





400

390

360

350

770

x (arcsec)

760

(000 380 (000) x 370



780 790 800 810





y (drosed)

-900 -890 -880 -870 -860 -850 x (arcsec)







Porównanie działania metod EM (górny wiersz), PIXON (środkowy), CLEAN (dolny) dla trzech rozbłysków (w kolumnach) [Benvenuto et al. 2013]



Okno GUI (Graphical User Interface) umożliwiające rekonstrukcję obrazów przy wybranych przez użytkownika ustawieniach. Duża liczba możliwych do zmiany parametrów daje sporo możliwości, ale wymaga od użytkownika doświadczenia i ostrożności.

Ogólne zasady rekonstrukcji (dobre praktyki):

- zwykle używa się standardowego zestawu detektorów (3-6,8,9) i współrzędnych katalogowych (w razie potrzeb można to zmienić)
- dla kontroli można wykonać obraz całego Słońca
- można użyć metody wyboru kolimatorów w celu uniknięcia tych bez modulacji
- używamy tak wąskich przedziałów energii, jak to tylko możliwe (groźba błędnych interpretacji)
- dobieramy przedział czasu do rekonstrukcji tak, aby zliczenia na obrazie końcowym mieściły się w zakresie 1000-10000 z tolerancją 20% (PIXON, EM wymaga więcej zliczeń)
- długość przedziałów czasu do rekonstrukcji powinna być dopasowana do tempa ewolucji zjawiska
- kontrolujemy powtarzalność pojawiania się źródeł przy użyciu różnych parametrów/metod/sąsiednich przedziałów energii lub czasu
- najpierw rekonstruujemy obrazy metodami szybkimi, a potem dopiero wolnymi (lepszymi) (PIXON, EM)

Wraz ze wzrostem rozmiaru źródła maleje amplituda modulacji sygnału dla danej siatki.



Jeśli rozmiar źródła >= rozdzielczość siatki ⇒ modulacja jest bardzo słaba lub nie występuje ⇒ brak informacji o źródle ⇒ obraz otrzymany z tej siatki jest zdominowany przez szum

Dodanie takiej siatki do zestawu siatek użytych do rekonstrukcji może spowodować otrzymanie obrazu niskiej jakości. Dlatego należy do rekonstrukcji używać tylko siatek, które dla analizowanego rozbłysku dają istotną modulację sygnału. Sprawdzenia można dokonać rekonstruując obrazy metodą BP dla pojedynczych siatek.



Obrazy uzyskane metodą BP dla pojedynczych siatek (5, 6, 8) dla 3 momentów czasu rozbłysku z 30.07.2005. Obraz dla siatki nr 5 nie zawiera informacji o źródle, pozostałe dwie siatki – tak. Rozmiar źródła musi być zatem >20" (FWHM siatki nr 5) [Kołomański i in. 2011]

Przykład działania metody doboru siatek (ten sam moment czasu, 3 przedziały energii) "standardowy" stały zestaw siatek (3 - 6, 8, 9)



4-6 keV

10-12 keV

15-23 keV

5-6 keV

11-12 keV

15-23 keV

zestaw siatek zależny od wielkości źródła

Algorytm Expectation Maximization (EM) wydaje się bardziej odporny na poprawny dobór siatek niż np. PIXON



test: rozbłysk Sol2011-10-22T11:10, różne zestawy siatek, 8-10 keV; modulacja obecna: 1-5 nie, 6-9 tak

Zadanie do rozwiązania

Odpowiedzi na poniższe pytanie wraz z uzasadnieniem proszę przesłać mejlowo.

Osoba, która pierwsza prześle poprawną odpowiedź otrzyma +0.5 stopnia na egzaminie.



Wykres pokazuje profil modulacji dla sub-kolimatora 8.

Parametry sub-kolimatorów (siatek) są w tabeli na jednym z wcześniejszych slajdów.

Oś rotacji jest w położeniu x=246 y=-73 sekund łuku we współrzędnych heliocentrycznych.

Tempo rotacji to 15 obrotów na minutę (1 obrót = 4 s), w kierunku zgodnym ze wskazówkami zegara (patrząc od tyłu RHESSI).

Szczeliny sub-kolimatora 8 ustawione są równolegle do osi rotacji Słońca w momencie 18:58:08.5 UT

Pytanie: gdzie znajduje się źródło emisji? (oszacowanie z dokłanością +/-200")