# ROZBŁYSKI SŁONECZNE

prof. UWr Paweł Rudawy Zakład Heliofizyki i Fizyki Kosmicznej Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego



Gwiazda ciągu głównego:

- typ widmowy: G2V
- jasność: M<sub>bol</sub>=4.85 M<sub>vis</sub>=-26.74
- wiek: 4.57\*10<sup>9</sup> lat
- widoma średnica: 1 392 520 km
- moc promieniowania: 3.85\*10<sup>17</sup> GW (L<sub>z</sub>=1.74·10<sup>11</sup> MW)
- masa: 1.99\*10<sup>30</sup> kg (99.9% masy układu ~3\*10<sup>5</sup> M<sub>z</sub>)
- wieloskładnikowy układ planetarny

tarcza Słońca zdjęcie w świetle widzialnym

|= 999 \* ( 💊 🔊 🖲 🌌 🔍 🔍 )



SD0/AIA 171 2011-03-06 04:15:01 UT

A- 211 20110101\_011126 A- 193 20110101\_005120

500 (00) - 211 - 221



500/AIA- 171 20100805\_013149

### ERUPCJE PROTUBERANCJI SŁONECZNYCH

SDO/AIA 304 2010-12-06 16:00:20 UT



SDO/AIA 304 2010-10-27 00:07:45 UT





1999/03/06 08:08:10



## ERUPCJE WIELKICH SYSTEMÓW MAGNETYCZNYCH

©NASA/STEREO



©NASA/STEREO

Erupcja wielkich systemów magnetycznych (HMS) obserwowane na tarczy i w koronie słonecznej.

- Na prawo: erupcja protuberancji i rozbłysk słoneczny.
- 🖝 U góry: koronalny wyrzut materii (CME).

### KORONALNE WYRZUTY MATERII

©NASA/SDO

2010-12-06 13:39:00

STERED Behind COR2,

2011-06-07 04:00

2011-02-14 00:24:33

### KORONALNE WYRZUTY MATERII



2003/10/18 00:18

0

0

1999/08/11 15:18

## Wszelkie przejawy aktywności słonecznej wywołane są przekształceniami lokalnych i globalnych pól magnetycznych

TRACE 17.1 nm FILTROGRAM

MAGNETOGRAM (LOS)

Lokalna koncentracja struktur magnetycznych (emisja w X, UV, VIS, IR, R) formuje obszar aktywny



2003/10/12 19:00





Figure 1: A section through the interior of the Sun, showing the contours of constant rotation and the major features of the rotation profile, for a temporal average over about twelve years of MDI data. The cross-hatched areas indicate the regions in which it is difficult or impossible to obtain reliable inversion results



**Figure 5.** Solar rotation rate inferred from 144 day series of MDI medium-*l* data as a function of radius at three latitudes,  $0^\circ$ ,  $30^\circ$  and  $60^\circ$ . The formal errors are indicated by the shaded regions. The vertical straight line shows the lower boundary of the convection zone (Schou *et al* 1998).



Fig. 7. Rotation rate as a function of fractional radius from helioseismic inversions obtained with the Global Oscillation Network Group (courtesy NSF's National Solar Observatory, USA)



#### The Magnetic Butterfly Diagram

average magnetic fields at the Sun's surface



Weźmy (1) i (2) r-nie Maxwell'a:

```
\nabla \times \mathbf{E} = -1/c \ \delta \mathbf{H}/\delta t
\nabla \times \mathbf{H} = 4\pi/c \mathbf{J} + 1/c \delta \mathbf{E}/\delta t (prawo Amper'a)
i wyeliminujmy pole E
```

(prawo Faraday'a)

```
bierzemy 1-sze równanie:
                                (z prawa Ohma \mathbf{E} = \mathbf{J}/\sigma - 1/c \mathbf{v} \times \mathbf{H})
\nabla \times \mathbf{E} = \nabla \times [\mathbf{J}/\mathbf{\sigma} - 1/\mathbf{c} \mathbf{v} \times \mathbf{H}] = 1/\mathbf{\sigma} \nabla \times \mathbf{J} - 1/\mathbf{c} \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{H}) = -1/\mathbf{c} \delta \mathbf{H}/\delta \mathbf{t}
czyli
1/c \ \delta H/\delta t = 1/c \ \nabla \times (v \times H) - 1/\sigma \ \nabla \times J
                                                                                                                                                                                                      (A)
bierzemy 2-gie równanie:
                                           =0 z założenia
\nabla \times \mathbf{H} = 4\pi/c \mathbf{J} + 1/c \cdot \delta \mathbf{E}/\delta \mathbf{f}
czyli:
\mathbf{J} = \mathbf{c}/4\pi \nabla \times \mathbf{H}
i liczymy rotację J:
                                                     =0 bo VH=0 (prawo Gaussa)
\nabla \times \mathbf{J} = \mathbf{c}/4\pi \ \nabla \times (\nabla \times \mathbf{H}) = \mathbf{c}/4\pi \ [\nabla (\nabla \mathbf{H}) - (\nabla \nabla)\mathbf{H}] = -\mathbf{c}/(4\pi) \ (\nabla \nabla)\mathbf{H} = -\mathbf{c}/(4\pi) \ \Delta \mathbf{H}
```

(B)

```
i wstawiamy (B) do (A), otrzymujemy:
```

```
1/c \ \delta H/\delta t = c/(4\pi\sigma) \Delta H + 1/c \nabla \times (v \times H)
            \delta \mathbf{H}/\delta \mathbf{t} = \mathbf{c}^2/(4\pi\sigma) \Delta \mathbf{H} + \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{H})
```

```
niech c^2/(4\pi\sigma) = \eta współczynnik dyfuzji pola magnet.
     \delta H/\delta t = \eta \Delta H + \nabla \times (v \times H) - tzw. równanie kinematyczne w MHD
```

niech c<sup>2</sup>/(4 $\pi\sigma$ ) =  $\eta$  opór właściwy  $\delta$ H/ $\delta$ t =  $\eta \Delta$ H +  $\nabla \times (v \times$ H) - równanie kinematyczne w MHD

człon dyfuzyjny:  $\eta \Delta H$ opisuje zanik pola (straty Ohm'owe)człon kinematyczny  $\nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{H})$ opisuje wzmacnianie pola (pole nie może być stworzone"!)

ich stosunek  $\nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{H}) / (\eta \Delta \mathbf{H}) \sim (\nu H/L) / (\eta H/L^2) = \nu L/\eta = Re_m$  to magnetyczna liczba Reynoldsa

 $\text{Re}_m >>1 - \text{dominuje kinematyka}$  (zniekształcanie pola przez plazmę) i  $\delta H/\delta t \cong \nabla \times (v \times H)$  $\text{Re}_m <<1 - \text{dominuje dyfuzja}$  (zanik) pola, ale... podczas zaniku pola powstają prądy  $\nabla \times H = 4\pi/c J$  i pojawiają się straty Ohmowskie prądu

Pole zanika w czasie zależnym od przewodnictwa i rozmiarów ośrodka  $\delta H/\delta t = c^2/(4\pi\sigma) \Delta H$ 

Przewodnictwo plazmy słonecznej:  $\sigma = 6 \cdot 10^{-4} \text{ T}^{3/2} [1/\Omega \text{m}]$  (zależy tylko od T) dla T=1 MK  $\sigma = 0.6 \cdot 10^{6} [1/\Omega \text{m}]$  (wartość zbliżona do przewodnictwa <u>rtęci</u>) (współczynnik przewodnictwa w plaźmie namagnetyzowanej jest <u>anizotropowy</u>)

Czas zaniku pola można oszacować jako: (gęstość energii pola magnet)/(gęstość energii prądu) ~ H<sup>2</sup>/8π / ηJ<sup>2</sup> = H<sup>2</sup>/8π / η(H/L)<sup>2</sup> ~ L<sup>2</sup> / 2η dla L ~ 10<sup>4</sup> km i σ = 0.6 ·10<sup>6</sup> [1/Ωm], stosując c<sup>2</sup>/(4πσ) = η otrzymujemy L<sup>2</sup> / 2η ~ 10<sup>10</sup> sek

Czas zaniku pól magnetycznych w plaźmie słonecznej w wyniku dyfuzji jest bardzo długi.

## DYMANO SŁONECZNE



#### warstwy podfotosferyczne pole magn. wmrożone w plazmę



rotacja różnicowa + konwekcja przekształcają globalne pole poloidalne w pole toroidalne



wypływające silne pola toroidalne tworzą bi-polarne obszary aktywne



W LATACH 1976-2004

przepływ południkowy oraz wzajemna anihilacja pól obszarów aktywnych odbudowują w ciągu ok. 11 lat globalne pole poloidalne o przeciwnej biegunowości

## DYMANO SŁONECZNE



aktywne

poloidalne w pole toroidalne

aktywnych odbudowują w ciągu ok. 11 lat globalne pole poloidalne o przeciwnej biegunowości

Nie ma bezpośrednich pomiarów koronalnych pół magnetycznych informacje z ekstrapolacji



Emisja plazmy – mikrofale, X, UV, VIS pokazują strukturę koronalnych pól magnetycznych



Globalne pole magnetyczne Słońca



Lee et al. 1998

## ROZBŁYSKI SŁONECZNE CZYLI ARMAGEDON W OGRÓDKU



2003/10/28 16:33:26 UTC OPEN 3.000s 500V

### 1 Mt TNT = $4,2*10^{15}$ J

## P ~ 10<sup>22</sup> W (J/s)

E typowy rozbłysk ~ 10<sup>25</sup> J

☑NASA/SOHO

1998/05/02 15:21:42

= 2 500 000 lat •



1 mld ton (GT) TNT

## = 2 500 000 ·



fale uderzeniowe w X; v ~ 400-760 km/s (M=1.15-1.25)

### Rozbłyski w świetle białym



odkrycie: R. Carrington (niezal. R. Hodgson), 1 września 1859 burza magnetyczna została zarejestrowana 2 września

lokalne, silne pojaśnienia (zwykle 2-3) widoczne w świetle białym (także w UV)
 lokalizacja emisji w dolnej chromosferze i górnej chromosferze
 czas trwania 1~10 min

•w świetle integralnym pojaśnienie 10-20%, w filtrach szerokopasmowych 2 x I<sub>fotosfery</sub> •energia emitowana w świetlę widzialnym ~10<sup>23</sup> - 10<sup>25</sup> J

•źróło emisji: H<sup>-</sup> (fotosfera) oraz continuum Paschena (chromosfera)

•lokalizacja u podstawy pętli rozbłyskowych; wysoka korelacja czasowa z HXR





Kronika Chińska, 9 grudnia 1638

#### Faza impulsowa – wydzielanie energii emisja HXR (10-ki keV) czas trwania ~5 min do ~1 h gwałtowny narost emisji (sekundy) maksimum GOES Xray Flux (5 minute data) 0000 UTC Begin: 2003 Oct 21 $10^{-}$ Faza spadku faza wzrostu $10^{-3}$ (gradualna) ∢ ∕⊼ przed fazą impulsową 8.0 8.0 emisja termiczna SXR (~0.1-1 keV) $10^{-}$ • emisja H $\alpha$ ... $M^{-2}$ SOES10 2 10<sup>-5</sup> czas ~ min – godziny GOES 1 Watts • LDE – godziny - doba 10<sup>-6</sup> ≪ 10<sup>-7</sup> ഹ $10^{-8}$ $\sim$ **BOES1 GOES1** prekursor 10<sup>-9</sup> Oct 24 Oct 21 Oct 22 Oct 23 Universal Time Updated 2003 Oct 23 23:56:03 UTC NOAA/SEC Boulder, CO USA

# Klasyfikacja rozbłysków

Klasyfikacja wg. emisji Hα			Strumień radio	Klasyfika (SXR)	acja GOES
Klasa	Powierzchni a (st. kwadr.)	Powierzchnia 10 <sup>-6</sup> SD	5000 MHz [s.f.u.]	Klasa	Strumień max. w paśmie 1-8 Å [W/m²]
S	2.0	200	5	А	10 <sup>-8</sup> - 10 <sup>-7</sup>
1	2.0–5.1	200–500	30	В	10 <sup>-7</sup> - 10 <sup>-6</sup>
2	5.2–12.4	500–1200	300	С	10 <sup>-6</sup> - 10 <sup>-5</sup>
3	12.5–24.7	1200–2400	3000	Μ	10 <sup>-5</sup> - 10 <sup>-4</sup>
4	>24.7	>2400	3000	Х	>10 <sup>-4</sup>

Podklasy jasności H $\alpha$ : F – faint (słaby), N – normal (normalny), B – bright (jasny) 1 s.f.u. = 10<sup>4</sup> Jansky = 10<sup>-2</sup> W m<sup>-2</sup> Hz<sup>-1</sup>

#### Bhatnagar & Livingston, 2005

# Rozbłysk 4 listopada 2003 X18



## Rozkład strumieni max. (wielkości) rozbłysków



B. R. Dennis, Solar Physics, 1985







Rozbłyski słoneczne to złożony zespół zjawisk spowodowanych gwałtownym wydzieleniem w atmosferze słonecznej energii rzędu 10<sup>25</sup> J, z czego większość wydzielana jest podczas pierwszych kilku minut trwania zjawiska. Energia jest akumulowana w polach magnetycznych.

Energia jest altamatewana w polatin magnetyoznych.

Rozbłyski powodują lokalne podgrzanie plazmy słonecznej do temperatury wielu mln K Rozbłyski powodują lub też są stowarzyszone z erupcjami protuberancji, falami uderzeniowymi, koronalnymi wyrzutami masy, emisją promieniowania w całym widmie e-m i wyrzutami obłoków cząstek naładowanych i plazmy Większość (wszystkie?) rozbłyski występują w AR

### Lokalizacja w pobliżu linii neutralnej pola magnetycznego



(Liu et al. 2005)



(Qiu et al. 2005)

## Obszar występowania energii niepotencjalnej



## Rozbłysk "Masudy"



## Rozbłysk "Masudy": źródło HXR ponad szczytem pętli

(Masuda et al. 1994)



# Rekonekcja magnetyczna



(DeFrost)



# Rekonekcja pół oddziałujących pętli



## FAZA IMPULSOWA

- Wydzielane jest gro energii rozbłysku
- Cząstki wysokoenergetyczne unoszą ok. 50% energii, reszta zużywana jest na grzanie plazmy oraz CME (energie: termiczna, potencjalna, kinetyczna, pola mag. itd.)
- Energia wydzielana jest w niewielkich, zwartych źródłach (źródle)
- Źródła znajdują się w okolicy "separatric'sów" (powierzchnii rozdzielających).
- Tempo akkceleracji elektronów: do 10<sup>37</sup> e/s (i.e. wszystkie elektrony w objętości 10,000km<sup>3</sup> przy gęstości n<sub>e</sub>=10<sup>10</sup> cm<sup>-3</sup>
- Przyspieszana jest jednocześnie podobna liczba jonów

# Mechanizmy przyśpieszania cząstek

- Pole elektryczne
- Stochastyczny
- Rezonansowy na falach
- Betatronowy
- Na falch uderzeniowych

## ERUPCJE WIELKICH SYSTEMÓW MAGNETYCZNYCH (HMS)

ZŁOŻONE ZESPOŁY ZJAWISK, OBEJMUJACE ROZBŁYSKI, ERUPCJE, CME SĄ MANIFESTACJAMI PRZEBUDOWY MAKRO-SYSTEMÓW PÓL MAGNETYCZNYCH (HMS)



## "Standardowy" model rozbłysku


# ROZBŁYSK SŁONECZNY Linia H $\alpha$ 656.3 nm 28.X.2003







# Położenie źródeł elektronów i jonów w stopach pętli rozbłyskowych



Hurford et. al., Astrophysical Journal Letters, 2003, 2006

# Arkada pętli 14 lipca 2000 "Bastille Day Flare"



# 14 lipca 2000 TRACE obrazy złożone



czerwony: UV continuum niebieski: 171 Å ~1 MK zielony: 195 Å >1.5 MK

# Włókna "Bastille Day Flare" i lokalizacja źródeł twardego X (Hard X-Rays)



Fletcher & Hudson, Solar Physics, 2001

# Mechanizmy emisji promieniowania e-m



# Widmo RHESSI (count-rate)



## Widmo energetyczne rozbłysku



## Widmo energetyczne rozbłysku

 Podczas fazy impulsowej widmo HXR ma dwa komponenty: termiczny gorący (10-20MK do nawet ~60MK) oraz "wykładniczy" (power-law) F(E)=F,E-<sup>γ</sup>

 $10^{5}$ cm<sup>-2</sup> keV<sup>-1</sup>) 10<sup>4</sup> Thermal Nonthermal  $10^{3}$ Total  $10^{2}$ ່ທ (photons  $10^{1}$ 10<sup>0</sup> ň 10 10<sup>-2</sup> 10 100 E (keV)











# Przewidywanie rozbłysków

Złożone, szybko ewoluujące, duże AR są obszarami o najwyższym prawdopodobieństwie wystąpienia rozbłysku

Prognozowanie rozbłysków

Ekstrapolacja wcześniejszego przebiegu aktywności rozbłyskowej (analiza statystyczna)

Analiza statystyczna parametrów i ewolucji pól magnetycznych Sieci neuronowe

Zwiastuny rozbłysków

Wzrost/pociemnienie/ekspansja włókien Hα w AR od minut do godzin przed rozbłyskiem, włókna "przesunięte ku błękitowi" małe UV/EUV pojaśnienia wzrost emisji SXR (GOES) i HXR (RHESSI) konfiguracja magnetyczna typu "sigmoid" Żadne z tych zjawisk nie jest wyłącznie typowe dla rozbłysku

### Zjawiska związane z rozbłyskami słonecznymi

- Solar Energetic Particles (SEPs)
  - przyspieszane na falach uderzeniowych wzbudzanych przez CME
- Wybuchy promieniowania radiowego
  - Typ II: związane z falami uderzeniowymi
  - Typ III: związane z wiązkami elektronów
  - Typ IV: związane z elektronami uwięzionymi w polach magnetycznych
- Związki Ziemia-Słońce

Modele teoretyczne i symulacje komputerowe: badanie przestrzennego rozkładu parametrów fizycznych plazmy i ich ewolucji w petlach rozbłyskowych



Badamy rozbłyski:  $\rightarrow$  o prostej geometrii pętlowej  $\rightarrow$  dobrze obserwowane: HXR, SXR, UV i VIS (H $\alpha$ )!

### SYMULACJE NUMERYCZNE



### ATMOSFERA VAL-C + WNETRZE SSM





#### NONTHERMAL ELECTRON ENERGY DEPOSITION IN THE CHROMOSPHERE AND THE ACCOMPANYING SOFT X-RAY FLARE EMISSION

#### L. MCDONALD, L. K. HARRA-MURNION and J. L. CULHANE

Mullard Space Science Laboratory, Department of Space and Climate Physics, University College London, Holmbury St. Mary, Dorking, Surrey RH5 6NT, U.K.





extrapolated to low energies. If we assume that the total nonthermal electron  $\kappa$  is *F*, the spectral index of the nonthermal electron distribution is  $\delta$ , and that y Coulomb collisions between the nonthermal electrons and the ambient plasma contribute to heating, then the heating rate per hydrogen nucleus is given by

$$Q_{fl}(N) = \frac{\delta - 2}{6N_c} B_x \left(\frac{\delta}{2}, \frac{1}{3}\right) \left(\frac{N}{N_c}\right)^{-\delta/2} F , \qquad (3)$$

stant factor of less than 2.53. Following the method of Tandberg-Hanssen and Emslie which assumes a power law photon spectrum observed at Earth of the form  $I(\varepsilon) = a\varepsilon^{-\gamma} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$  (where  $\gamma = \delta - 1$  for thick-target Bremsstrahlung), the nonthermal electron energy flux is given by

$$F(E_c) = \frac{4\pi R^2 C}{A\kappa_{BH} Z^2} \frac{\gamma}{B(\gamma - 1, 1/2)} a E_c^{1-\gamma} , \qquad (9)$$

where *R* is the Earth–Sun distance  $(1.50 \times 10^{13} \text{ cm})$ ,  $\kappa_{BH} = (8\alpha/3)r_0^2 m_e c^2 = 7.9 \times 10^{-25} \text{ cm}^2 \text{ keV}$  where  $\alpha$  is the fine structure constant,  $r_0$  is the classical electron radius,  $m_e$  is the electron mass, *c* is the speed of light in a vacuum,  $\overline{Z^2}$  is the abundance weighted value of the atomic mass in the solar atmosphere.

Grzanie plazmy elektronami nietermicznymi aproksymacja Fisher'a (Fisher, 1989)

### STRATY PROMIENISTE







r=(1863+900)km











## RELATIONSHIP BETWEEN NON-THERMAL ELECTRON ENERGY SPECTRA AND GOES CLASSES OF THE SOLAR FLARES

Falewicz, R.; Rudawy, P.; Siarkowski, M.

A&A vol 500 p 143 2009

False color = Soft X-rays Contours = Hard X-ray reconstruction







0

790 800 810 820 830

X (arcsecs)

### Yohkoh SXT oraz HXT/LO (obrazy)

### Yohkoh HXT/M2 i HXT/HI (kontury)

### TYPOWE DANE OBSERWACYJNE: 7 Marca 1993



### PODSTAWOWE PARAMETRY FIZYCZNE ANALIZOWANYCH ROZBŁYSKÓW

Event	Time of	GOES	GOES	Туре	γ	$a_0$	$E_c$	S	$L_0$
date	maximum	class	incremental	of					
	[UT]		class	flare		[ph/cm <sup>2</sup> /sec/keV]	[keV]	$[10^{17} cm^2]$	$[10^{8} cm]$
16-Dec-91	04:58	M2.8	M2.7	С	3.6	$7.6  imes 10^{6}$	25.8	3.9	15.4
02-Feb-92	11:34	C5.5	C2.7	Ν	3.0	$2.4 \times 10^{5}$	18.9	2.3	09.8
27-Oct-92	01:47	M1.1	C9.5	С	4.5	$2.8 \times 10^{7}$	25.2	2.3	11.6
03-Oct-93	09:11	C1.0	<b>B</b> 8.1	Ν	2.7	$6.2 \times 10^{4}$	23.0	1.4	02.9
07-Mar-93	21:48	C1.5	B9.2	Ν	3.0	$4.8  imes 10^4$	24.0	2.3	12.6
26-Jan-94	05:41	C1.4	C1.1	Ν	2.6	$4.9 \times 10^{4}$	17.2	1.3	19.5
30-Jun-99	11:30	M1.9	M1.8	С	3.4	$1.0  imes 10^6$	25.8	1.8	11.5
22-Dec-99	10:56	C6.4	C5.4	Ν	3.7	$2.8  imes 10^6$	25.2	3.9	16.6
27-Jul-00	04:10	M2.5	M2.4	С	3.2	$4.8 \times 10^{5}$	19.8	2.3	08.7
06-Apr-01	01:49	C7.8	C4.9	Ν	2.7	$2.1 \times 10^{5}$	28.7	2.3	13.0
08-Sep-01	16:45	C5.1	C3.2	Ν	2.9	$2.0 \times 10^{5}$	29.6	2.3	17.0
18-Sep-01	00:08	M1.5	M1.3	С	3.7	$2.3 \times 10^{6}$	27.0	1.1	06.8

 $\gamma$  - photon spectral index;  $E_c$  - low energy cut-off;  $a_0$  - scaling factor (flux at 1 keV);

S and  $L_0$  - cross-section and semi-length of the flaring loop; Type of flare: C - correlated flare; N - non-correlated flare.

 $\rightarrow$  Assuming a power-law HXR photon spectra  $I(\varepsilon) = a_0 \varepsilon^{-\gamma}$  time variations of the spectral indexes ( $\gamma$ ) and scaling factors  $a_0$  (i.e. tiux at 1 keV) can be calculated for various moments of the impulsive phase of the flare

 $\rightarrow$  Electron spectra of the form of  $F(E) = AE^{-\delta}$  can be calculated from power-law photon spectra using thick target approximation

$$A = \frac{4\pi R^2 C}{S\kappa_{BH} \overline{Z^2}} \frac{\gamma(\gamma - 1)}{B(\gamma - 1, \frac{1}{2})} a_0 \qquad \gamma = \delta - 1$$
where:

S - loop cross-section area R - Earth-Sun distance ( $1 \text{ AU} \simeq 1.50 \times 1013 \text{ cm}$ ) κ<sub>BH</sub> - Bethe-Heitler cross-section (7.9 × 10<sup>-25</sup> cm<sup>2</sup> keV) Z<sup>2</sup> - abundance-weighted value of an atomic mass in the solar atmosphere, assumed to be equal to 1.4.  $C=2\pi e 4\Lambda \approx 2.6 \times 10^{-18} \text{ cm}^2 \text{keV}^2$ B(x, y) - complete beta function.

 $\rightarrow$  By changing the electron energy spectral index  $\delta$  and appropriate adjustment of A and E<sub>c</sub>, we can change the amount of the energy used for the evaporation process but keeping fixed the total energy flux delivered by non-thermal electrons

$$\Phi_1 = \int_{E_c}^{\infty} AE^{-\delta} E dE = \frac{A}{(\delta - 2)} E_c^{2-\delta}$$





### ZAKRES ZMIENNOŚCI KLAS GOES BADANYCH ROZBŁYSKÓW

	OBSERVATIONS	MODEL							
Event	GOES	Minin	num	Maximum					
date	class*	GOES	$E_{evap}/E_{nth}$	GOES	$E_{evap}/E_{nth}$				
		class*	,	class*	· ·				
16-Dec-91	M2.8 (M2.7)	C2.4 (C1.4)	0.07	M9.5 (M9.4)	0.79				
02-Feb-92	C5.5 (C2.7)	C3.4 (B6.3)	0.17	C8.4 (C5.6)	0.78				
27-Oct-92	M1.1 (C9.5)	C2.5 (B9.5)	0.08	M1.8 (M1.6)	0.82				
03-Oct-93	C1.0 (B8.1)	B6.5 (B4.4)	0.19	C2.8 (C2.6)	0.71				
07-Mar-93	C1.5 (B9.2)	B9.5 (B3.7)	0.07	C2.4 (C1.8)	0.70				
26-Jan-94	C1.4 (C1.1)	B7.4 (B4.4)	0.22	C2.8 (C2.5)	0.84				
30-Jun-99	M1.9 (M1.8)	C2.0 (B9.9)	0.04	X1.1 (X1.1)	0.71				
22-Dec-99	C6.4 (C5.4)	C2.1 (C1.1)	0.06	M4.5 (M4.4)	0.66				
27-Jul-00	M2.4 (M2.3)	C4.2 (C3.2)	0.11	M4.7 (M4.6)	0.80				
06-Apr-01	C7.8 (C4.9)	C4.5 (C1.5)	0.07	M3.1 (M2.8)	0.68				
08-Sep-01	C5.1 (C3.2)	C1.9 (A2.4)	0.02	M1.4 (M1.2)	0.51				
18-Sep-01	M1.5 (M1.3)	C3.1 (C1.1)	0.05	M4.8 (M4.6)	0.72				

\*GOES class minus the preflare level is given in parentheses.

### Zmiany wyliczonych klas GOES i strumieni X-ray dla czterech robłysków otrzymane dla różnych E<sub>c</sub> i δ przy zachowaniu stałej energii całkowitej dostarczonej przez elektrony nietermiczne



Result:

- 1. For a fixed total energy of non-thermal electrons in a flare, the resulting GOES class of the flare can be changed significantly by varying the spectral index and low energy cut-off of the non-thermal electron distribution. The ratio of the radiated energy to the energy in evaporation processes as well as observed GOES classes of the events vary for various combinations of the spectral index and low energy cut-off.
- 2. The GOES class of a flare depends not only on the total non-thermal electrons energy but also on the electron beam parameters.
- 3. The parameters and properties of the solar flares depend not only on the initial hydrodynamic properties of the flaring loop and on the total amount of the delivered energy but also on properties of the primary source of energy and time and spatial variations of the processes leading to the acceleration of the electrons.
- 4. Many flares with low GOES class but with large hard X-ray flux have been observed with Yohkoh and RHESSI. However, one does not observe flares with similar GOES class having very large X-ray flux; the Nature apparently do not realise extremely "small-hard" flares, which imposes restrictions on the flare electron spectra and therefore on acceleration mechanisms.

## TEMPORAL VARIATIONS OF THE CA XIX SPECTRA IN SOLAR FLARES

Falewicz, R.; Rudawy, P.; Siarkowski, M. A&A, vol 508 p. 971 2009



False color = Soft X-rays Contours = Hard X-ray reconstruction


#### 2 luty 1992 S11E41 NOAA 7042 start 11:33:14UT – max 11:33:26UT – end 11:38:24UT

HXT: 11:33:20.990 - 11:33:24.490 (-589.033 ,-118.060 )















black - whole loop green – static plasma (|v|<50 km/s) blue - plasma motion toward the observed (|v|>50 km/s) red - plasma motion outward the observed (|v|>50 km/s)





BCS Ca XIX flux 02-Feb-92 11:33:25.615





### Wyliczone krzywe blasku BCS S XV, BCS Ca XIX i GOES 0.5-4/1-8 Å vs. obserwacje





2 February 1992 NOAA 7042 11:33:26 UT

#### Conclusions:

•Taking into account the geometrical dependences of the line-of-sight velocities of the plasma moving along the flaring loop inclined toward the solar surface as well as a distribution of the investigated flares over the solar disk, we conclude that stationary component of the spectrum should be observed almost for all flares during their early phases of evolution but, in opposite, the blue-shifted component of the spectrum could be not detected in flares having plasma rising along the flaring loop even with high velocity due to the geometrical dependences only.

•Our simulations based on realistic heating rates of plasma by non-thermal electrons indicate also that the upper chromosphere is heated by non-thermal electrons a few seconds before beginning of noticeable high-velocity bulk motions, and before this time plasma emits stationary component of the spectrum only. After the start of the up-flow motion, the blue-shifted component dominate temporally the synthetic spectra of the investigated flares at their early phases.

•We showed that the standard model of the chromospheric evaporation (caused by non-thermal electron beam) do not contradict observed blue-shifted spectra

# PLASMA HEATING IN THE VERY EARLY PHASE OF SOLAR FLARES

Siarkowski, M.; Falewicz, R.; Rudawy, P. ApJ vol 705 p. 143, 2009 PLASMA HEATING IN THE VERY EARLY AND DECAY PHASES OF SOLAR FLARES

Falewicz, R.; Siarkowski, M.; Rudawy, P.

Wysłane do ApJ

Solar limb

False color = Soft X-rays Contours = Hard X-ray reconstruction It is commonly accepted that during the impulsive phase of the solar flare, nonthermal electron beams accelerated anywhere in the solar corona move along magnetic field lines to the chromosphere where they deposit their energy. Thus, the HXR emission is directly related to the flux of the accelerated electrons whereas the SXR emission is related to the energy deposited by the non-thermal electron flux.

However:

There are several papers that investigate temporal dependencies between the beginnings of SXR and HXR emissions, reporting frequent strong SXR emission before the impulsive phase.

Acc. Machado et al. (1986) and Schmal et al. (1989), on average, the SXR emission precedes the onset of HXR emission by about 2 minutes.

Veronig et al. (2002) analyzed 503 solar flares observed simultaneously in HXR, SXR, and Ha. In more than 90% of the analyzed flares, an increase of SXR emission began prior to the impulsive phase.

Numerous theories and theoretical models:

- $\rightarrow$  a thermal preheating phase prior to the impulsive electron acceleration (e.g., Heyvaerts 1977, Le et al., 1987).
- $\rightarrow$  multi-thread hydrodynamic modeling of solar flares (Warren, 2006).

 $\rightarrow$  conducted-driven evaporation, was developed recently by Battaglia et al. (2009).





GOES light curves in two energy bands: 1-8 Å (upper line) and 0.5-4 Å. The horizontal dotted line represents the preflare background level observed in soft channel. The arrow indicates the starting moment of the numerical model.

RHESSI light curves taken in four energy bands (from top to bottom): 4-12, 12-25, 25-50, and 100-300 keV.

Emisja SXR: początek 09:18:15 UT dwa maksima lokalne 09:21:00 UT i 09:22:30 UT.





RHESSI data fit for data accumulated with a 8 sec time interval between 09:20:04 09:20:12 UT. and The fitted with one spectrum was temperature thermal model (blue color) and thick-target model (green) with energy cutoff  $E_c$ =15.8 keV (please see the text for more details). Total fitted spectrum is plotted in red.











#### Results:

 $\rightarrow$  We showed that it is possible to fit SXR (GOES) and HXR (RHESSI) emissions of a solar flares well before beginning of the impulsive phase without any additional heating besides the heating by non-thermal electrons.

 $\rightarrow$  This was made possible because of the unprecedented high sensitivity of the RHESSI detectors which are able to measure very low HXR flux early in the flare. Part of the emission, mainly in the energy range <25 keV, is non-thermal in nature and indicates the presence of non-thermal electrons. In this case of an M1.8 GOES class flare, the non-thermal electron energy fluxes of the order of 1026 erg s-1, derived under the thick-target interpretation, fully explains the required heating of the plasma and resulting increase in SXR emission.

 $\rightarrow$  Our results extend the standard model of SXR and HXR relationship to the early phases of solar flares and thus expands the number of flares consistent with the Neupert effect. These results also indicate that the process of electrons acceleration appears during the early stage of the flare, well before the impulsive phase.

# Determination of 3D Trajectories of Knots in Solar Prominences Using MSDP Data

Maciej Zapiór & Paweł Rudawy

Solar Physics vol 267, Nov 2010







325′ ′







M-FILE

Wyznaczenie  $x_i(t)$ ,  $y_i(t)$ ,  $z_i(t)$ 









## Aproksymacja wielomianami lub funcjami sklejanymi









