

# Coma 星系團中產生無線電輻射 與硬 X 射線的電子再加速模型

郭炳宏 黃崇源 葉永烜  
國立中央大學天文研究所

## 摘要

我們提出對相對論性電子的再加速模型 (re-acceleration model)，來解釋在 Coma 星系團 (galaxy cluster) 所觀測到的無線電暈 (radio halo) 與硬 X 射線過剩 (hard X-ray excess) 的形成。在我們的模型中，我們假設相對論性電子是由星系團合併時造成的衝擊波 (shock wave) 所產生，然後再由隨之而來的強烈紊流繼續再加速。在我們的模型中，我們也一併考慮衝擊波的馬赫數對形成無線電暈與硬 X 射線過剩的影響。我們的模型可以重現 Coma 星系團中無線電暈的所有觀測特徵。特別是 spectral index 分佈中的中心平坦部分，我們的模型是最先能重現這個觀測的模型。在逆康普頓散射 (inverse Compton scattering) 的假設下，我們的模型所得到的硬 X 射線過剩也與觀測相當一致。我們也發現衝擊波的馬赫數約在 1.6—2 才能得到與在 Coma 星系團中的無線電暈與硬 X 射線過剩的觀測值吻合的結果。

**關鍵詞：**星系團、Coma、非熱輻射、相對論性電子、無線電輻射、X 射線、磁場

## 1. 概論

在星系團 (galaxy cluster) 裡的無線電暈 (radio halo) 是由相對論性電子 (relativistic electron) 經由同步輻射 (synchrotron radiation) 所產生；但是至今科學家仍尚未清楚這些電子的來源。在星系團介質 (intracluster medium) 裡，這些電子會在約一億年內經由同步輻射與對宇宙微波背景輻射 (Cosmic Microwave Background, CMB) 光子的逆康普頓散射 (inverse Compton scattering) 而將其能量損耗殆盡 (如 Ip & Axford 1999)。所以如果這些電子是由星系團內的無線電星系 (radio galaxy) 所產生 (Jaffe 1977)，由於這些電子的短暫壽

命，則我們很難解釋這些無線電暈為何會有如此大的尺寸 ( $\sim 1\text{Mpc}$ )。因此為解釋無線電暈的形成，對電子的再加速似乎是必要的。另一種形成無線電暈的可能解釋是所謂的次電子模型 (secondary electron model) (Dennison 1980)。這個模型假設這些電子是由宇宙射線質子與星系團介質裡的熱離子發生破壞性碰撞所產生；但是這個模型所預測的結果有些仍與觀測不符合 (參見 Brunetti 2003)。

在 Coma 星系團的無線電暈 (稱之為 Coma C)，是一個典型且被研究最多的無線電暈。在對 Coma C 的觀測中，發現其有下列幾個主要的特徵：(1) 無線電頻譜不是一個乘冪律

(power law)。在當頻率大於約 1.4GHz 時，其頻譜會往下衰減，此現象已由 Thierbach et al. (2003) 所證實。(2) spectral index 的分佈有一個中心平坦部分。Giovannini et al. (1993) 用 326MHz 與 1380MHz 這兩個頻率所得到的 spectral index 分佈，發現中心有一大小約為 15' 的平坦區域，在此區域內 spectral index 約為 0.8。同時他們也發現 (3) 在中心平坦部分外的 spectral index 分佈會隨距離增加而增大。

在 *BeppoSAX* 與 Rossi X-ray Timing Explorer (*RXTE*) 對 Coma 的觀測中發現，相對於由熱輻射產生的 X 射線，有所謂的硬 X 射線過剩的現象 (Fusco-Femiano et al. 1999; Rephaeli et al. 1999; Rephaeli & Gruber 2002)。隨後在幾個星系團也發現有這種硬 X 射線過剩的現象 (Kaastra et al. 1999; Fusco-Femiano et al. 2001, 2002; Gruber & Rephaeli 2002)。一種對這些過剩的硬 X 射線的普遍解釋是：相對論性電子對宇宙微波背景輻射光子的逆康普頓散射所產生。因為這些電子的能量與產生無線電暈的電子其能量約略相同，所以也許無線電暈與硬 X 射線過剩是由相同的電子群所產生。但是由比較無線電輻射與硬 X 射線過剩輻射而得到的磁場強度約為 0.1—0.3  $\mu\text{G}$  (Fusco-Femiano et al. 1999; Rephaeli et al. 1999; Rephaeli & Gruber 2002)，此與觀測值 (約幾個  $\mu\text{G}$ ) (Kim et al. 1990; Feretti et al. 1995; Clarke et al. 2001) 並不吻合。另一種對硬 X 射線過剩的解釋是由過熱電子 (suprathermal electron) 經由軔致輻射 (bremsstrahlung) 所產生 (Ensslin et al. 1999; Blasi 2000; Dogiel 2000; Sarazin & Kempner 2000)；但是此模型需要巨大的能量來產生與維持所觀測到的這些硬 X 射線過剩 (Petrosian 2001; Blasi 2000)。

Brunetti et al. (2001) 提出了一個二相模型 (two-phase model)，成功地重現了 (1) 無線電頻譜在高頻有衰減的現象、(2) spectral

index 分佈會隨距離增加而增大、與 (3) 在逆康普頓散射的假設下，可產生與觀測符合的硬 X 射線過剩。但是他們的模型卻無法重現 spectral index 分佈的中心平坦部分。由於他們採用的中心磁場強度都不大於 3  $\mu\text{G}$ ，所以我們想研究，在較高中心磁場的條件下，是否能重現 spectral index 分佈的中心平坦部分，而且同時能產生符合無線電與硬 X 射線的觀測結果。

另一個我們想研究的主題，是衝擊波的馬赫數對形成無線電暈與硬 X 射線過剩的影響。Gabici & Blasi (2003) 研究發現，兩個質量約略相等的星系團合併時，所造成的衝擊波其馬赫數太低而無法產生符合觀測的無線電頻譜斜率 (slope of radio spectrum)。在他們的模擬中得到的馬赫數約在 1 的等級，而與在 Cygnus A 觀測得到的值 2 (Markevitch et al. 1999) 粗略符合。所以我們想研究，在低馬赫數的條件下所產生的電子，如果繼續再加速，是否可以產生符合觀測的無線電頻譜。

在這篇論文中，我們提出一個電子的再加速模型，來研究無線電暈與硬 X 射線過剩的形成。我們假設相對論性電子是由星系團合併時造成的衝擊波所產生，然後這些電子被隨之而來的強烈紊流再加速。我們採用 6  $\mu\text{G}$  為 Coma 的中心磁場強度。我們也同時考慮衝擊波的馬赫數對形成無線電暈與硬 X 射線過剩的影響。在論文中，我們假設  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 。而 Coma 的紅移 (red shift) 約為 0.0233，所以其距離約為 140Mpc。1' 約相對於 40kpc。Coma 的半徑我們採用 3.28Mpc (Girardi et al. 1998)。

## 2. 模型

電子的能量變化可以下列的方程式來表示：

$$-\frac{d\gamma}{dt} = b_0 + b_1\gamma + b_2\gamma^2 \quad (1)$$

其中  $b_0=b_{Coul}$  ,  $b_1=b_{brem}-b_{acc}$  ,  $b_2=b_{syn}+b_{IC}$  。  
電子的庫倫 (Coulomb) 損耗與致軔輻射損耗  
的係數為 (Sarazin 1999)

$$b_{Coul} \approx 1.2 \times 10^{-12} n_{gas} \left[ 1.0 + \frac{\ln(\gamma / n_{gas})}{75} \right] s^{-1}$$

$$b_{brem} \approx 1.51 \times 10^{-16} n_{gas} [\ln(\gamma) + 0.36] s^{-1}$$

其中  $n_{gas}$  為氣體密度。對 Coma 星系團其可表示為

$$n_{gas}(r) = n_0 f_{gas}(r) = n_0 \left[ 1 + \left( \frac{r}{r_{gas}} \right)^2 \right]^{-3\beta_{gas}/2} \quad (2)$$

且  $n_0=2.89 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$  ,  $r_{gas}=0.42 \text{ Mpc}$  ,  $\beta_{gas}=0.75$   
(Briel et al. 1992)。

為簡化起見, 在  $b_{Coul}$  和  $b_{brem}$  的自然對數  
中, 我們取  $\gamma=10^3$  和  $n_{gas}=10^{-3} \text{ cm}^{-3}$  。而同步輻  
射損耗與逆康普頓損耗的係數為 (Sarazin  
1999)

$$b_{syn} = 1.3 \times 10^{-21} \left( \frac{B}{1\mu G} \right)^2 s^{-1}$$

$$b_{IC} = 1.37 \times 10^{-20} (1+z)^4 s^{-1}$$

在此我們假設  $z \ll 1$  。

為說明相對論性電子受到紊流的再加速,  
加速函數  $b_{acc}$  可表示為

$$b_{acc}(r) = a_0 + a_1 f_{gal}(r)$$

其中  $f_{gal}(r)$  為星系團中星系的分佈。對 Coma  
星系團其可表示為

$$f_{gal}(r) = \left[ 1 + \left( \frac{r}{r_{gal}} \right)^2 \right]^{-3\beta_{gal}/2} \quad (3)$$

且  $r_{gal}=0.18 \text{ Mpc}$  ,  $\beta_{gal}=0.86$  (Girardi et al.  
1998)。

對於在 Coma 星系團中的磁場分佈, 我們  
採用下列的模型

$$B(r) = B_0 [f_{gas}(r)]^m [f_{gal}(r)]^n \quad (4)$$

其中  $(m, n)=(0.7, 0.3)$  , 而  $f_{gas}(r)$  與  $f_{gal}(r)$  已定義  
在方程式(2)與(3)。

### 3. 相對論性電子的產生與演化

在我們的模型中, 我們假設相對論性電子  
是由星系團合併時造成的衝擊波所產生。根據  
衝擊波加速的理論, 我們可以得到所產生的相  
對論性電子為

$$n_e(\gamma, r) = f_{gas}(r) K_e \gamma^{-s} \quad (5)$$

在此我們假設相對論性電子與熱電子有  
相同的空間分佈。  $K_e$  可由理論計算之無線電頻  
譜與觀測的無線電頻譜做比較來決定, 而其中  
 $s$  與衝擊波的馬赫數  $M$  的關係為 (如 Gabici &  
Blasi 2003)

$$s = 2 \frac{M^2 + 1}{M^2 - 1}$$

相對論性電子產生後, 其分佈隨時間的演  
化可由下列方程式來表示

$$\frac{\partial n_e(\gamma)}{\partial t} = \frac{\partial}{\partial \gamma} [b(\gamma) n_e(\gamma)] \quad (6)$$

其中  $b(\gamma)=b_0+b_1\gamma+b_2\gamma^2$  。

### 4. 結果

為研究衝擊波的馬赫數對形成無線電量  
與硬 X 射線過剩的影響, 我們取  $M=3, 2, 1.73$   
和  $1.58$  相對於  $s = 2.5, 3.3, 4.0$  和  $4.7$  。所有  
模型的參數值已列於表一。

從圖 1 到圖 4 中我們可以發現, 所有的模  
型都可以在 spectral index 分佈中, 產生一個與  
觀測相符合的中心平坦的部分。圖 1 顯示模型  
A1 和 A2 ( $M = 3$ ) 的結果。在高馬赫數下,  
雖然可以產生中心平坦的 spectral index 分  
佈, 但是其它結果與觀測結果差異甚大。圖 2  
顯示模型 A3 和 A4 ( $M = 2$ ) 的結果。隨著馬  
赫數的降低, 由模型所得到的結果也越趨近觀  
測值, 但在此圖中我們可以發現 radio  
brightness 的計算結果仍與觀測有不小的差

異。如果我們再把馬赫數降低，如模型 A5 和 A6 ( $M = 1.73$ ) (見圖 3)，我們的模型可以得到與各種觀測值都相當吻合的結果。注意此時的時間  $t$  約為 1 Gyr，這表示 Coma C 的“年齡”應約為十億年。但是如果馬赫數更低一些，如模型 A7 和 A8 ( $M = 1.58$ ) (見圖 4)，由模型所得到的 radio brightness 又偏離觀測值。圖 5 及圖 6 分別顯示無線電與硬 X 射線過剩的 emissivity。從比較這兩張圖我們可以發現，無線電輻射主要來自星系團的內部部分（高磁場區域）；硬 X 射線過剩則主要來自星系團的外部部分（低磁場區域）。

從上述的結果顯示，我們的模型可以重現 Coma C 的所有觀測特徵，尤其是可以產生中心平坦的 spectral index 分佈。而在逆康普頓散射的假設下，也可產生與觀測符合的硬 X 射線過剩。正如 Brunetti et al. (2001) 所得到的結果，硬 X 射線過剩主要來自星系團的外部部分。而且我們也得到 Coma C 的“年齡”約為十億年。綜合圖 1 至圖 4 的結果，我們可以發現，只有衝擊波的馬赫數約在  $1.6 < M < 2$  的範圍內，才能產生與觀測（包含無線電暈與硬 X 射線過剩）符合的結果。而這個馬赫數的範圍也和模擬與觀測相符合。

表一			
<i>Model</i>	<i>t</i> (Gyr)	$a_0$ ( $10^{-16} \text{ s}^{-1}$ )	$a_1$ ( $10^{-16} \text{ s}^{-1}$ )
<b><math>s = 2.5</math> (<math>M = 3</math>)</b>			
A1	1.6	1.87	1.52
A2	1.8	1.84	1.53
<b><math>s = 3.3</math> (<math>M = 2</math>)</b>			
A3	1.4	2.18	1.23
A4	1.6	2.07	1.35
<b><math>s = 4.0</math> (<math>M = 1.73</math>)</b>			
A5	0.8	3.40	0.62
A6	1.0	2.88	0.85
<b><math>s = 4.7</math> (<math>M = 1.58</math>)</b>			
A7	0.4	7.05	0.01
A8	0.6	5.05	0.30

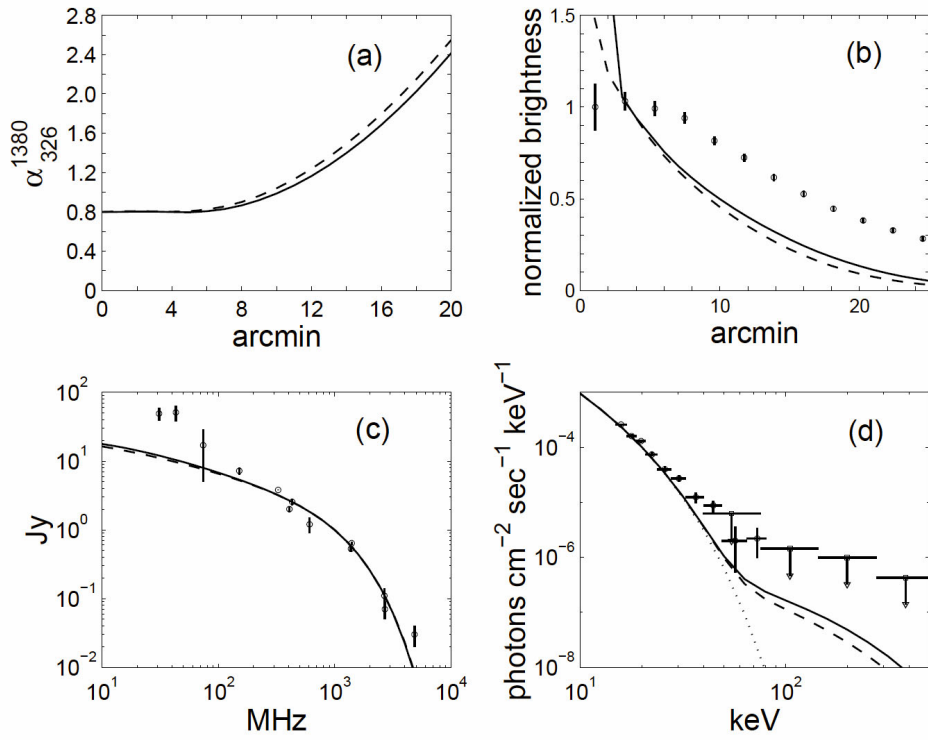


圖 1：模型 A1 (虛線) 和 A2 (實線) 的計算結果。(a) spectral index 的分佈。  
 (b) radio brightness 的分佈。(c) radio 頻譜。(d) HXR 頻譜，其中點線代表熱模型 ( $kT=8.21 \text{ keV}$ )。

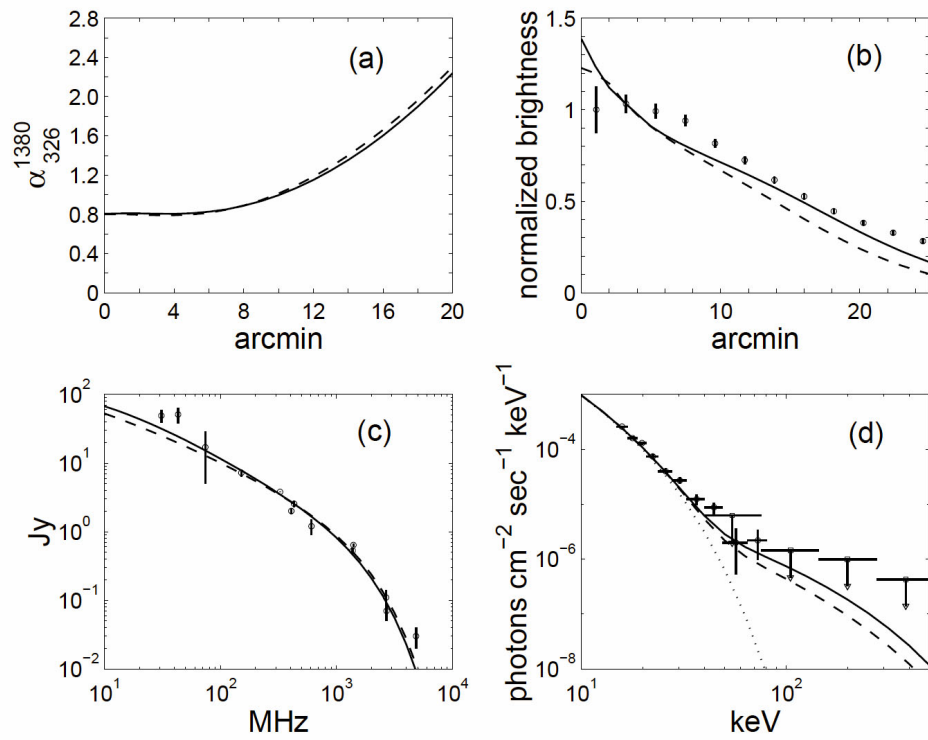


圖 2：模型 A3 (虛線) 和 A4 (實線) 的計算結果。(a) spectral index 的分佈。  
 (b) radio brightness 的分佈。(c) radio 頻譜。(d) HXR 頻譜。

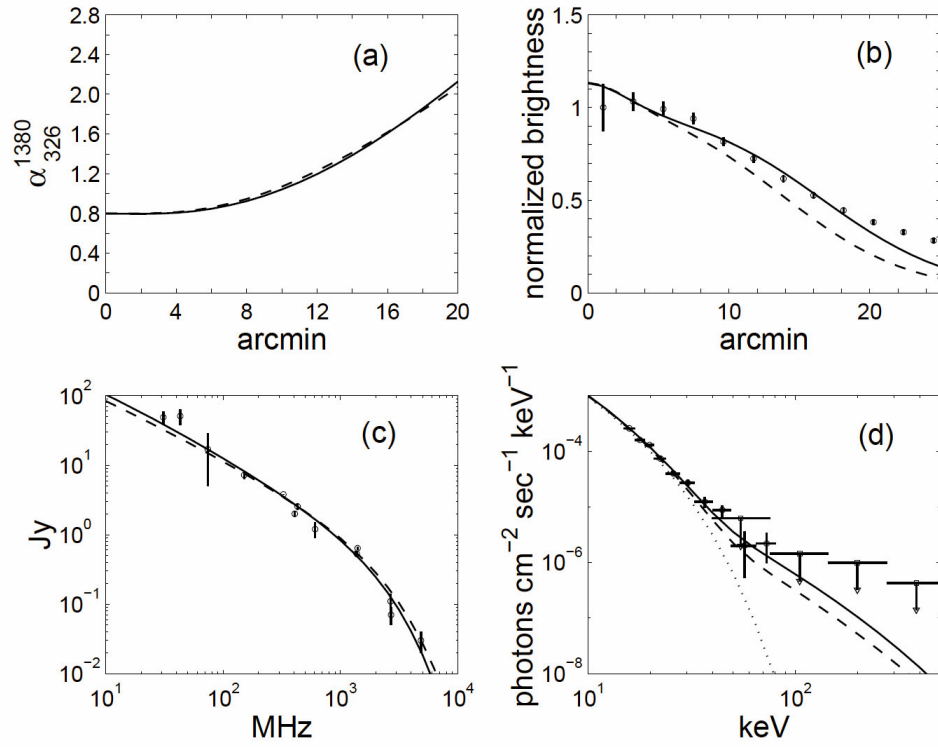


圖 3：模型 A5 (虛線) 和 A6 (實線) 的計算結果。(a) spectral index 的分佈。(b) radio brightness 的分佈。(c) radio 頻譜。(d) HXR 頻譜。

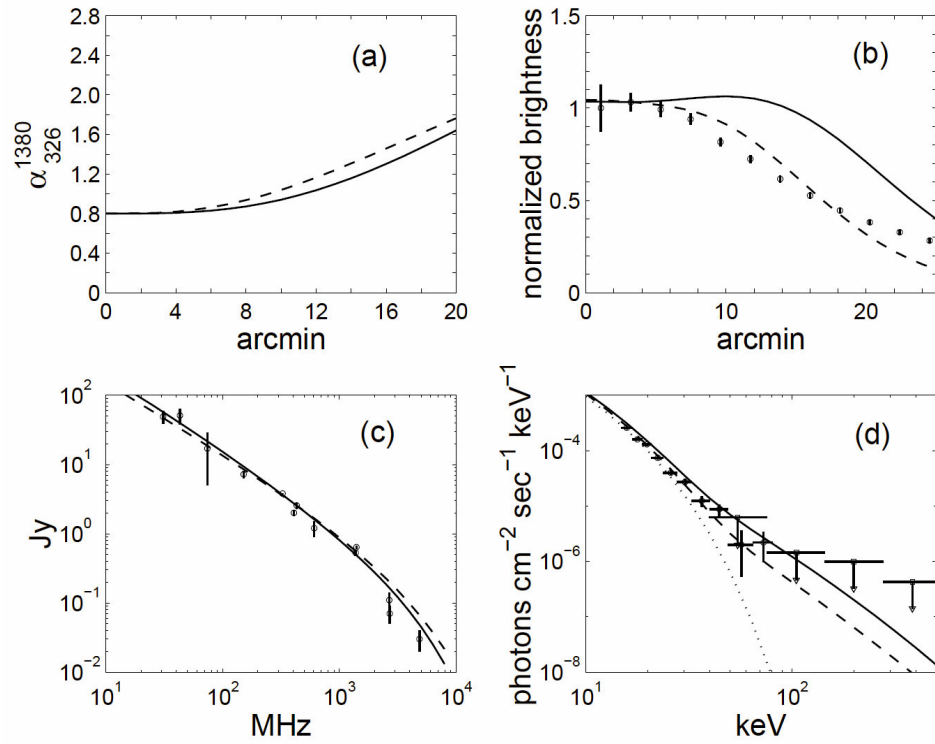


圖 4：模型 A7 (虛線) 和 A8 (實線) 的計算結果。(a) spectral index 的分佈。(b) radio brightness 的分佈。(c) radio 頻譜。(d) HXR 頻譜。

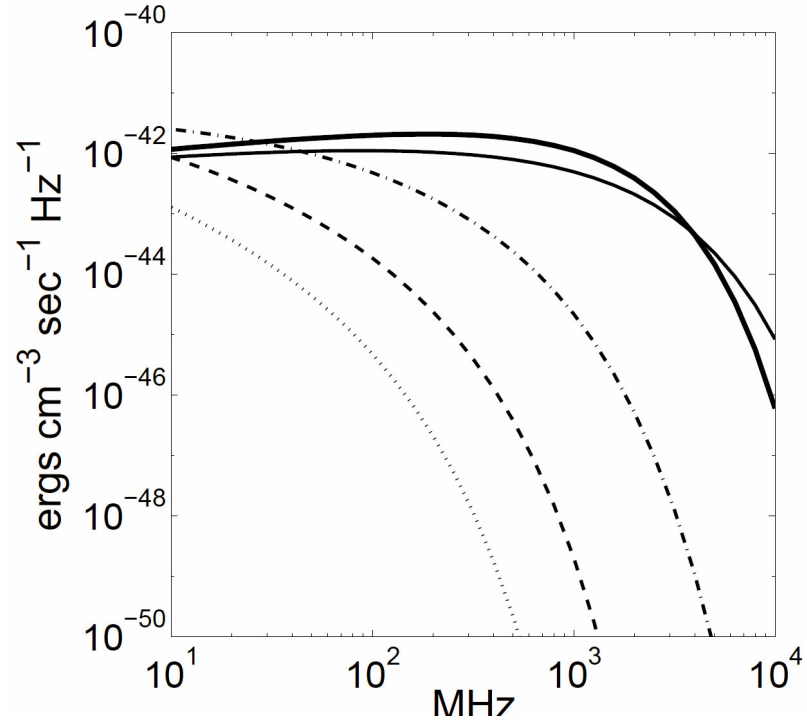


圖 5：在不同半徑的 radio emissivity (模型 A6)。r = 0 (粗實線)，10' (細實線)，30' (虛-點線)，50' (虛線) 與 70' (點線)。

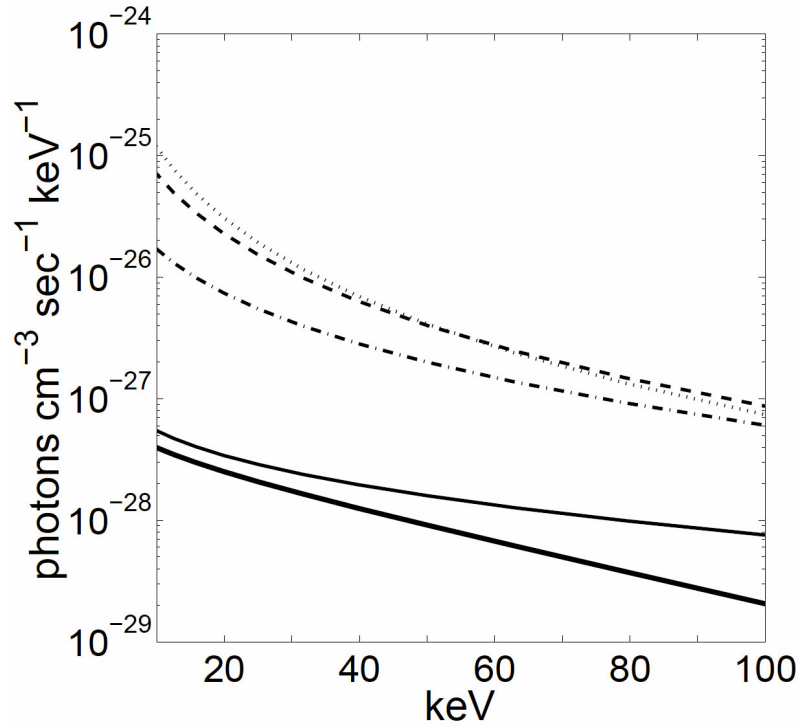


圖 6：在不同半徑的 HXR excess emissivity (模型 A6)。r = 0 (粗實線)，10' (細實線)，30' (虛-點線)，50' (虛線) 與 70' (點線)。

## 5. 參考文獻

- Blasi, P. 2000, *ApJ*, 532, L9.
- Briel, U. G., Henry, J. P., & Böhringer, H., 1992, *A&A*, 259, L31.
- Brunetti, G., Setti, G., Feretti, L., & Giovannini, G., 2001, *MNRAS*, 320, 365.
- Brunetti, G., 2002, in *Matter and Energy in Clusters of Galaxies*, ed. S. Bowyer, & C.-Y. Hwang (San Francisco: *ASP*), 349 (astro-ph/0208074).
- Clarke, T. E., Kronberg, P. P., & Böhringer, H., 2001, *ApJ*, 547, L111.
- Dennison, B., 1980, *ApJ*, 239, L93.
- Dogiel, V. A., 2000, *A&A*, 357, 66.
- Ensslin, T. A., Lieu, R., & Biermann, P. L., 1999, *A&A*, 344, 409.
- Feretti, L., Dallacasa, D., Giovannini, G. & Tagliani, A., 1995, *A&A*, 302, 680.
- Fusco-Femiano, R., Dal Fiume, D., Feretti, L., Giovannini, G., Grandi, P., Matt, G., Molendi, S., & Santangelo, A., 1999, *ApJ*, 513, L21.
- Fusco-Femiano, R., et al., 2000, *ApJ*, 534, L7.
- Fusco-Femiano, R., Dal Fiume, D., Orlandini, M., Brunetti, G., Feretti, L., Giovannini, G., 2001, *ApJ*, 552, L97.
- Gabici, S., & Blasi, P., 2003, *ApJ*, 583, 695.
- Giovannini, G., Feretti, L., Ventrui, T., Kim, K.-T., & Kronberg, P. P., 1993, *ApJ*, 406, 399.
- Girardi, M., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., & Boschin, W., 1998, *ApJ*, 505, 74.
- Gruber, D., & Rephaeli, Y., 2002, *ApJ*, 565, 877.
- Ip, W.-H., & Axford, W. I., 1999, *Astrophys. Space Sci.*, 264, 437.
- Jaffe, W. J., 1977, *ApJ*, 212, 1.
- Kaastra, J. S., Lieu, R., Mittaz, J. P. D., Bleeker, J. A. M., Mewe, R., Colafrancesco, S., & Lockman, F. J., 1999, *ApJ*, 519, L119.
- Kim, K.-T., Kronberg, P. P., Dewdney, P. E., & Landecker, T. L., 1990, *ApJ*, 355, 29.
- Markevitch, M., Sarazin, C. L., & Vikhlinin, A., 1999, *ApJ*, 521, 526.
- Petrosian, V., 2001, *ApJ*, 557, 560.
- Rephaeli, Y., Gruber, D., & Blanco, P., 1999, *ApJ*, 511, L21.
- Rephaeli, Y., & Gruber, D., 2002, *ApJ*, 579, 587
- Sarazin, C. L., 1999, *ApJ*, 520, 529.
- Sarazin, C. L., & Kempner, J. C., 2000, *ApJ*, 533, 73.
- Thierbach, M., Klein, U., & Wielebinski, R., 2003, *A&A*, 397, 53.