

# 高能天文望遠鏡中的編碼板成像技術

## Coded Aperture Mask Technique in Imaging High Energy Astronomical Telescopes

周翊

Yi Chou

自從 1980 年代初起，編碼板成像技術已廣泛應用於硬 X 射線與  $\gamma$  射線成像望遠鏡上，相較於用在軟 X 射線，以 X 射線光學方法的成像望遠鏡而言，使用編碼板成像技術的望遠鏡有更大的頻寬、視場與有效面積。本文將介紹編碼板的基本原理與利用互相關的方法成像過程，在應用在天文望遠鏡部分，對於編碼板的選擇、資料處理，以及利用編碼板成像技術成像望遠鏡的優勢、困難與展望等議題也在本文中予以討論。

Coded aperture mask technique to image the hard X-ray and  $\gamma$ -ray sky has been adopted to many X-ray telescopes since early 80's. In comparison to X-ray optics for soft X-ray, the telescopes using coded mask technique may have wider bandwidth, larger field of view and effective area. This article introduces the basic principle of coded aperture mask and how to recover the original image with cross correlation method. Its applications to astronomical telescopes, including selection of mask and data reduction, as well as the vantages, limitations and prospects of coded aperture mask telescopes are also discussed.

### 一、引言

在廿世紀前，人類對天文的觀測僅限於可見光，由於大氣吸收，我們無法在地面上觀測到由天體發出的 X 射線。事實上在整個電磁波頻譜中，大氣對地面上的觀測者只開了二個「窗口」，一個是可見光 (包含部分紅外與紫外波段)，另一個就是無線電波段，此外，所有其他的波段都要在大氣層外才能觀測。自德國在二次大戰發展出 V2 火箭以來，人類已能在大氣層外作天文觀測，但一直到 Riccardo Giacconi (2001 年諾貝爾物理獎得主) 於 1962 年首次發現太陽系外的 X 射線光源後，X 射

線天文學才開始發展起來。時至今日，高能天文物理 (包含 X 射線與  $\gamma$  射線) 已成為現代天文學的重要分支，這主要歸功於近四十餘年來在高能天文望遠鏡技術上的快速成長，大大地擴展了我們對宇宙的認知。

依一般的概念，望遠鏡的基本功能就是成像。由於高能天文望遠鏡必須在大氣層以上才能觀測，它的體積與重量都受到限制，我們很難讓一個高能天文望遠鏡達到完美的境界 (高的影像、光譜與時間解析度等)，因此大多數的高能天文望遠鏡都只能注重某一方面的能力。如錢德拉 (Chandra) X 射線望遠鏡 (註 1) 擁有空前的影像解析度 (達 0.5 角

秒)，但它的收集 X 射線光子的有效面積，就遠不如同時間的 XMM-Newton X 射線望遠鏡 (註 2)。因此在高能天文望遠鏡中存在著非成像望遠鏡，如日本的銀河號 (Ginga) 望遠鏡與 Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE) 為了爭取較大的有效面積，它們犧牲了成像的能力，而以準直儀 (collimator) 擋住其他方向的光子，將其視場 (field of view, FOV) 侷限在約 1 度左右。但這些望遠鏡僅能觀測視場內 X 射線較強的光源，對於光源較密集的区域就會產生高度的不確定性，因此成像仍是高能望遠鏡重要的發展方向之一。

雖然都是電磁波譜的一部分，但在 X 射線與  $\gamma$  射線波段的成像遠比可見光困難得多。本文將介紹適用於 X 射線與  $\gamma$  射線波段的成像方式之一「編碼板 (coded aperture mask)」成像技術，這種方式已廣為硬 X 射線 (hard X-ray) 與  $\gamma$  射線望遠鏡 (如 INTEGRAL 與 Swift 等) 所採用。

## 二、X 射線與 $\gamma$ 射線成像之困難

天文中的成像其實很簡單，將光視為光子，只要能精確測量來自天體光子的入射方向，或退而求其次，未必要知道個別光子的方向，只需取得不同方向光子的分布，就能成像。問題是在於量測的精確度。一般的可見光望遠鏡原則上就是將某特定方向入射的光子，經光學系統處理後，投入在焦平面上感光儀器 (如 CCD) 的特定位置。通常一個反射式的可見光望遠鏡包含一個碟型凹面的主鏡，用以收集光子與聚焦，大部分會再加一個副鏡，用以改變光路與焦距，或甚至修正像差。一般而言，一個可見光望遠鏡的有效面積大約就是其主鏡之面積。

可惜的是，類似的光學設計卻無法用於高能天文望遠鏡，當 X 光子射入這碟型的主鏡時，X 射線不會反射而被鏡片吸收。要使 X 射線反射，必須利用類似全反射的方式，此時 X 射線的擦面角 (入射角的餘角) 必須小於其對應之臨界角 ( $\theta_c$ )：

$$\theta_c = \sqrt{4\pi r_e \lambda^2 n_e}$$

其中  $r_e$  是電子的古典半徑， $\lambda$  為入射光波長， $n_e$  為

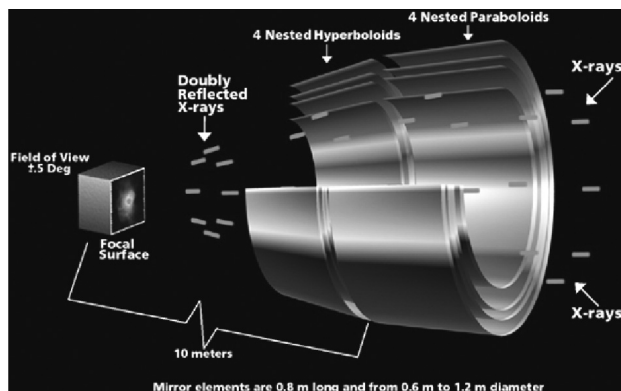


圖 1. 錢德拉 X 射線望遠鏡的光學系統。它是利用擦面入射方式聚焦，鏡片系統為一組 (四片，巢狀配置) 拋物面鏡與雙曲面鏡所組成，稱之 Wolter I 形式之鏡片組合。其光學原理類似可見光的蓋賽格林式 (Cassegrainian mirror) 望遠鏡，X 射線光子先由主鏡 (拋物面鏡)，再經次鏡 (雙曲面鏡) 反射後聚焦於後方約 10 公尺的 X 射線偵測器上。(圖片來源：<http://chandra.harvard.edu/graphics/resources/illustrations/cxcmirrors-72.jpg>)

反射鏡之電子密度。一旦擦面角大於臨界角，其反射率將大幅下降。以一般的 X 射線光子 (約數 keV) 而言，這個臨界角大約只有 3 度左右。因此為使 X 射線能經由鏡面聚焦，必須使用擦面入射 (grazing incident) 的方式，圖 1 是以錢德拉 X 射線望遠鏡的光路系統來展現這種擦面入射聚焦成像的方式。由此可見，以這種聚焦方式運作的望遠鏡其有效面積遠小於其鏡片的面積。

更不幸的是，光子能量越大，也就是波長越短，其臨界角就越小，這意味著有效面積更小，而使得這種形式的望遠鏡變得不切實際。因此在傳統上以這種形式的望遠鏡只對軟 X 射線 (soft X-ray) 成像，如錢德拉 X 射線望遠鏡能觀測的 X 光子能量最高僅為 15 keV。目前美國航空與太空總署正在發展新一代的技術，利用多層膜反射的方式，希望能將反射光子的能量上限提高至 45 keV。這個技術已在探空氣球的觀測中實驗成功<sup>(1)</sup>，而它也將應用到未來的一個大計畫 Constellation-X 上。

但是，天文學家仍不滿足，我們希望能對更高

能量的光子成像，既然上述之 X 射線光學 (X-ray optics) 對於硬 X 射線與  $\gamma$  射線之成像無能為力，因此發展出以編碼板成像技術，藉以觀測不同能量波段的宇宙。

### 三、編碼板成像的基本原理

在 1960 年代末有兩位天文學家首先提出可以利用散亂的針孔來對硬 X 射線與  $\gamma$  射線成像<sup>(2,3)</sup>，但這種成像方式存在著嚴重的缺陷。經過約莫十年後，Fenimore 與 Cannon 兩位科學家發表了一種特別型態配置的編碼板，稱之 uniformly redundant array (URA) 編碼板<sup>(4)</sup>，解決了上述散亂的針孔所留下的困難，使得硬 X 射線與  $\gamma$  射線成像問題得以解決。

編碼板成像的原理其實很簡單，最基本的原理就是針孔成像 (如圖 2 所示)，事實上，這類的成像原則上皆可以下列式子表示：

$$I(x, y) = \iint M(x, x'; y, y') \cdot O(x', y') dx' dy'$$

$I(x, y)$  : 影像  
 $M(x, y)$  : 針孔 (編碼板)  
 $O(x, y)$  : 物體

假設針孔是在  $(x_0, y_0)$  上，用簡單的幾何就可證明  $(x, y)$  與  $(x', y')$  有下列關係：

$$x = x_0 - \frac{D_i}{D_o} (x' - x_0)$$

$$y = y_0 - \frac{D_i}{D_o} (y' - y_0)$$

這裡  $D_o$  與  $D_i$  分別為物距與像距 (偵測器與檔板的距離)，而這個光學系統可寫為：

$$\begin{aligned} & M(x, x'; y, y') \\ &= \delta \left[ x - x_0 + \frac{D_i}{D_o} (x' - x_0), y - y_0 + \frac{D_i}{D_o} (y' - y_0) \right] \\ &= \frac{1}{D_i} \delta \left[ \left( \frac{x}{D_i} + \frac{x'}{D_o} \right) - x_0 \left( \frac{D_o + D_i}{D_o D_i} \right), \left( \frac{y}{D_i} + \frac{y'}{D_o} \right) - y_0 \left( \frac{D_o + D_i}{D_o D_i} \right) \right] \end{aligned}$$

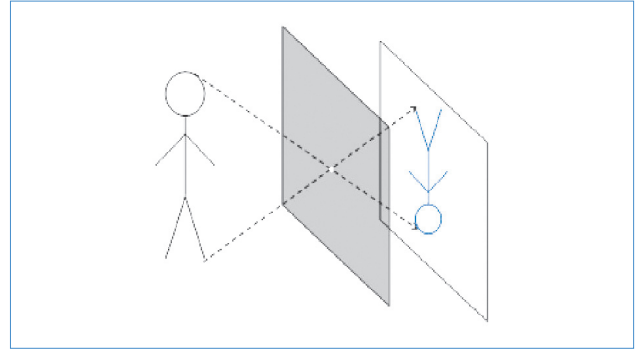


圖 2. 編碼板成像的基本原理：針孔成像。

再做一次變數代換： $(X, Y) = (x/D_i, y/D_i)$ ， $(X', Y') = (x'/D_o, y'/D_o)$ ，因此成像的式子可寫成以下的一般式：

$$I(X, Y) = \iint M(X + X'; Y + Y') \cdot O(X', Y') dX' dY'$$

所以，影像為物體 ( $O$ ) 與針孔 (編碼板,  $M$ ) 之互相關函數 (cross correlation function)。針孔的確能對硬 X 射線與  $\gamma$  射線成一清晰的像，但有效面積 (針孔面積) 太小，因而不適合應用於天文觀測。

為了增加有效面積，Ables<sup>(2)</sup> 與 Dick<sup>(3)</sup> 建議以多個散亂的針孔來成像，以增加有效面積。與單一針孔成像類似，這個光學系統可寫為

$$\begin{aligned} I(X, Y) &= \iint M(X + X'; Y + Y') \cdot O(X', Y') dX' dY' \\ M(X + X'; Y + Y') &= \sum_{i=1}^N M_i(X + X'; Y + Y') \end{aligned}$$

這裡以  $M_i$  來描述各別針孔 (不同的位置  $(x_0, y_0)$ )。

雖然由於多重針孔所成的影像 (稱原始影像) 相當混亂 (如圖 3 所示)，但由於它與針孔位置有一定關係，原則上我們可以回推  $O(x, y)$ ，如果以  $F$  代表傅立葉分析，則：

$$\begin{aligned} F(I) &= F(M) \cdot [F(O)]^* \\ \Rightarrow O &= F^{-1} \left[ \left( \frac{F(I)}{F(M)} \right)^* \right] \end{aligned}$$

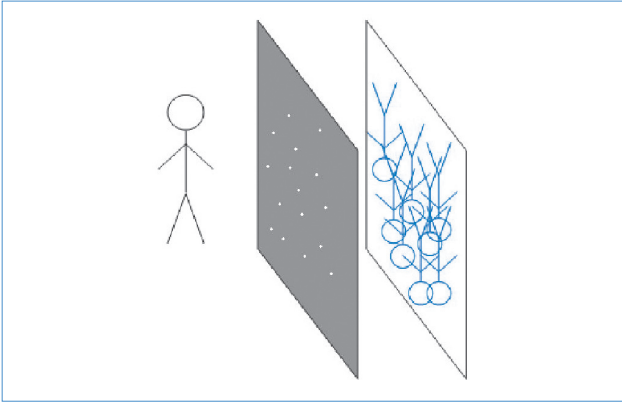


圖 3. 散亂針孔的成像。

$F^{-1}$  代表逆傅立葉分析。但這個方法在實際應用上有困難，由於所偵測到的影像有一定程度的雜訊 ( $N$ )，因此分析出影像應為：

$$O' = O + F^{-1} \left[ \left( \frac{F(N)}{F(M)} \right) \right]$$

很明顯的，如果  $F(M)$  的某些項很小，將可產生 singularities，其將大大地增加分析出來影像的雜訊。

如果我們利用互相關的方法，假設存在某一函數  $G(x,y)$  (稱之 postprocessing function) 來解析原始影像，為簡化計算起見，我們以算符  $\otimes$  來代表互相關，而以  $\odot$  代表摺積 (convolution)：

$$\begin{aligned} O' &= G \otimes I = G \otimes [M \otimes O + N] \\ &= [G \otimes M] \odot O + G \otimes N \end{aligned}$$

上式中的雜訊項就不會有 singularity。更進一步，如果  $G$  與  $M$  的互相關函數為一  $\delta$  函數：

$$\begin{aligned} G \otimes M &= \delta(x,y) \\ O'(x,y) &= [G \otimes M] \odot O + G \otimes N \\ &= \iint \delta(x-x',y-y') \cdot O(x',y') \cdot dx'dy' + G \otimes N \\ &= O(x,y) + G \otimes N \end{aligned}$$

則可回復原影像 (加上一定程度的雜訊)。但這個 postprocessing function 存在與否及如何取得都是問

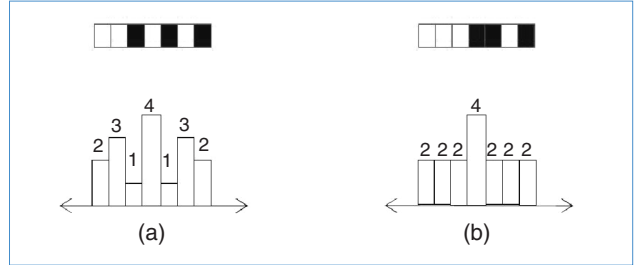


圖 4. 一度空間編碼板 (上) 的自相關函數 (下)。白色為開像素，黑色為閉像素。假設開像素為 1，而像素為 0。(a) 一個任意的配置；(b) 符合 Fenimore 與 Cannon 所提出的編碼板。

題。事實上，一個任意散亂配置多針孔的編碼板的自相關函數 (auto-correlation function) 已經很「像」一個  $\delta$  函數，也就是說，以  $M$  本身作為自己的 postprocessing function，但它的缺點是其自相關函數除原點外的區域並不是「平」的 (註 3)，在回復原影像時會有「鬼影」的現象出現。

由於為求敘述上的方便，以上論述使用連續函數。在實際的應用上，由於儀器成像的解析度有限 (詳見下節)，我們都把上述針孔「像素化」，用離散方式處理，因此單一針孔就相當於僅有一個像素為「開像素」，允許 X 光進入，而其他像素為「閉像素」。多針孔意味著有某些像素為「開」，而其他為「閉」。為求簡化起見，圖 4 以一個一度空間任意的多針孔為例，七個像素中有四個開、三個閉，如果像圖 4(a) 這樣配置，則我們無法判定其邊上之「突起 (位於中央旁  $\pm 2$  像素)」，究竟是鬼影還是另一個光源，因此所謂的針孔，並不能任意的配置。而 Fenimore 與 Cannon 兩位所提出的編碼板則正是滿足其自相關函數除原點外，其他地方為「平坦」的條件，如圖 4(b) 這樣配置，則可以用於成像。

#### 四、編碼板成像應用於天文觀測

前文所討論的編碼板稱為它的基本面板 (basic mask pattern)，它可依不同偵測器的需求 (或限制) 而有不同的維度及形狀，如圖 5 所示。不同維度方形的基本面板，通常用於方形的偵測器，而圓形的

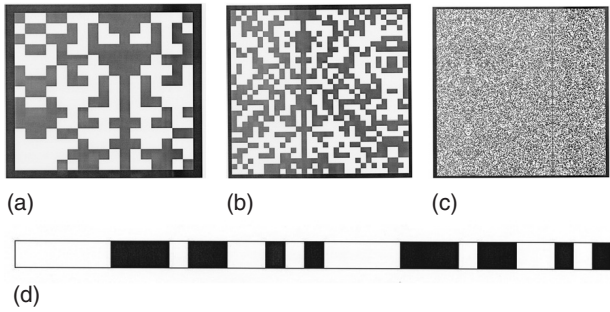


圖 5. 不同維度的方形 URA 編碼板的基本面板，(a)  $15 \times 17$  像素、(b)  $31 \times 33$  像素、(c)  $1023 \times 1025$  像素。甚至可有一度空間者，如 (d)  $1 \times 31$  像素。

偵測器通常用於六角形的編碼板 (請參見本刊第 7 頁圖 4)。

在這一節中，我們將討論編碼板應用於天文觀測，簡而言之，就是要將遙遠天體所發出之 X 射線或  $\gamma$  射線穿過編碼板後，將其「投影」到偵測器上，因此偵測器的最基本要求為能成像，也就是說，能紀錄 X 或  $\gamma$  射線光子落在偵測器的位置，再經由互相關函數的分析，求得編碼板與影像 (原始影像) 之位移後，推出光源入射角度，但在設計上仍有許多地方需要考慮。

## 1. URA 編碼板

先假設我們的編碼板僅含一個基本面板，由於斜向入射的光影投影到偵測器上將有一個位移 (如圖 6)，為了能偵測到不同方向的光，偵測器必須比編碼板還大。但這種設計不太經濟，一是有效面積僅為一個基本面板，再者，大的偵測器不但製造上不太容易，而且信號處理與分析上也會有一定程度的困難。

另一種方式是以一個基本面板為中心，將基本面板作週期性的擴張，變成 uniform redundant array (URA) 編碼板 (如圖 7)。為敘述方便起見，假設偵測器尺寸恰為一個基本面板，也就是一個基本面板能完整成像於偵測器上，當 X 射線或  $\gamma$  射線斜向入射時，由於 URA 編碼板為基本面板作週期性的擴張，成像於偵測器上仍為一基本面板，只是與正向入射投影相較，有一定程度的位移 (見圖 8)，因

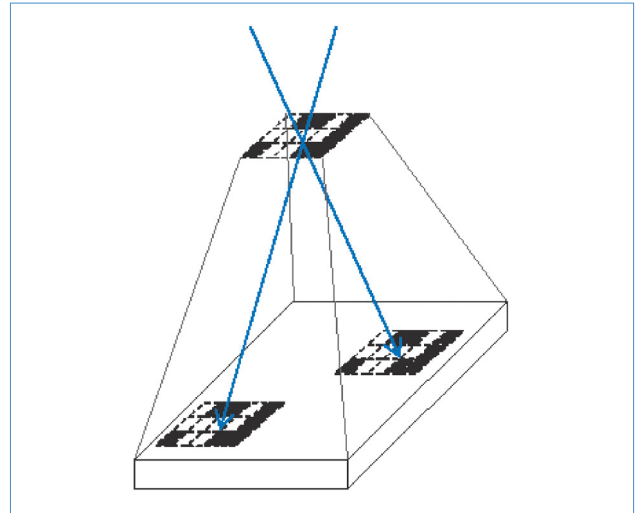


圖 6. 一種編碼板成像望遠鏡的設計。

而可由互相關函數的分析得知入射光的角度。

我們其實可以用更大的偵測器，以增加有效面積。由於 URA 編碼板是基本面板依週期性向外擴張，因此在分析資料時可將其相對應像素視為同一像素，而將較大的原始影像約化為一個基本面板 (註4)，如此可增加觀測時的訊噪比。

## 2. 編碼板的選擇

如圖 5 與本刊第 7 頁圖 4 所示，符合第三節所述條件的編碼板仍可以有不同的維度與形式，但編碼板的選擇必須依照偵測器的特性、科學目的與整體望遠鏡之限制 (如重量、長度等) 作為依據。首先，編碼板的材質原則上只要閉像素能阻擋 (吸收) 高能光子即可，通常可以使用鉛，但仍要配合偵測

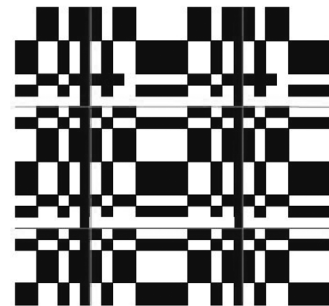


圖 7. 一個 URA 編碼板，由中央  $11 \times 13$  的基本面板週期性擴張成一個  $35 \times 35$  的 URA 編碼板。

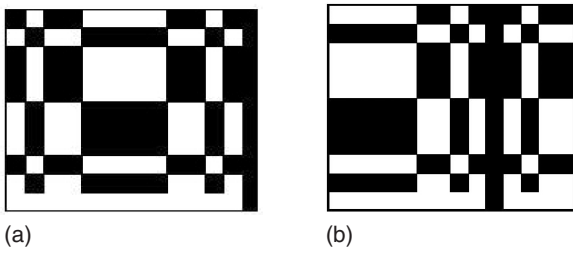


圖 8. 上述 X 或  $\gamma$  射線 (a) 正向入射與 (b) 斜向入射在偵測器上所成之像。(a) 較 (b) 向左偏移 4 個像素，注意，由於 URA 編碼板之週期性的特性，(a) 最左方四行像素移到 (b) 位於最右方。

器。如筆者在美國所做的偵測器 (EXITE2)<sup>(5)</sup>，主要偵測 20–600 keV 的硬 X 射線光子，而鉛在吸收高能光子後，會發出 75 keV 的  $K\alpha$  螢光線 (fluorescent line)，它的能量在偵測範圍內，我們在鉛外夾了一層錫，以有效吸收這個 75 keV 光子，但錫仍會產生 25 keV 的  $K\alpha$  螢光線，因而在鉛／錫之外又加了一層銅來吸收這個 25 keV 光子，形成鉛—錫—銅三明治的結構，其各種材質的厚度，依最佳 (或可接受) 吸收率及編碼板最輕化等條件來決定。

再者就是編碼板像素的大小。很明顯的，成像主體仍是偵測器本身，編碼板只是輔助 (投影) 工具，因此投影的編碼板影像 (原始影像) 是否清晰，取決於像素與偵測器的空間解析度 (spatial resolution)，如像素遠大於測器的空間解析度，影像雖很清晰，但犧牲了角分辨率 (angular resolution)，反之，則影像模糊，並嚴重影響訊噪比 (見 3-2 節)。因此編碼板像素的大小，通常不小於偵測器的空間點擴散函數 (point spread function, PSF) 之半高全寬 (full width half maximum, FWHM)，以取得平衡。其角分辨率對於窄視場的望遠鏡而言，可寫為

$$\delta\theta = \frac{\delta x}{d}$$

其中  $\delta x$  為編碼板像素的大小， $d$  為編碼板與偵測器之距離，對應於一般光學系統，此值相當於焦距 (focal length,  $d = f$ )，因此一個以編碼板成像的望遠

鏡，通是以編碼板與偵測器之距離為其光學系統的焦距。

視場 (field of view, FOV) 的大小則取決於焦距與所選基本面板之尺寸。基本的要求是，我們希望在視場範圍內所有可解析的點光源，都有其獨特的基本面板投影在偵測器的中央 (見圖 8)，但基於 URA 編碼板的週期性配置，如果視場過大，將會有兩個以上不同方向入射的光源，在偵測器上投影出同樣型態的基本面板，造成光源錯亂 (source confusion) 的現象。為避免這種現象發生，投影在偵測器中央的基本面板僅允許 (單一方向) 偏移左右各 1/2 的基本面板，因而限制了編碼板成像望遠鏡的視場 (單一方向)：

$$2 \tan \frac{\theta_{\text{FOV}}}{2} = \frac{S}{f}$$

其中  $S$  為基本面板的大小，一般以編碼板成像的 X 射線或  $\gamma$  射線望遠鏡，通常以準直儀擋住視場外的光子 (註 5)。圖 9 為用於以編碼板成像的 X 射線或  $\gamma$  射線望遠鏡的準直儀。

由上述可知，偵測器的空間解析度決定了編碼板像素的大小，再加上焦距，定出了角分辨率，而基本面板的尺寸與焦距決定了視場。很特別的是，以編碼板技術成像的望遠鏡之焦距僅為編碼板至偵測器的距離，很容易設計成不同焦距，特別是短焦距、大視場的巡天或監視天區的望遠鏡。如 Swift

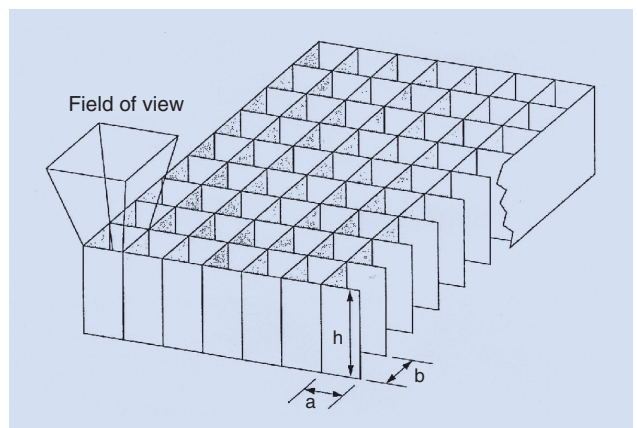


圖 9. 用於以編碼板成像的 X 射線或  $\gamma$  射線望遠鏡的準直儀 (圖片來源：參考文獻 6)。

望遠鏡的 burst alert telescope (BAT)，請參見圖 10，其視場可涵蓋 11% 的  $4\pi$  (註 6) 全天空，這是一般用鏡片反射的望遠鏡 (無論是可見光或 X 射線) 所望塵莫及的。當然在偵測器的空間解析度固定的情況下，縮短焦距所付出的代價是角分辨率變差，所以改進偵測器的空間解析度是發展這類望遠鏡的重要任務。

### 3. 編碼板成像望遠鏡的資料分析

如同其他波段的天文學，望遠鏡的成像並非一座望遠鏡的終極目的，除影像外，我們希望還能藉由觀測得知光變或光譜等資訊。這一節將要討論如何對以編碼板成像之望遠鏡的資料加以分析。

如前所述，這類望遠鏡的原始影像為一堆交疊的編碼板投影，必須經過互相關的分析，才能回復天空的影像，不但如此，還希望能解出此次曝光得到多少來自天體的光子。但用何種編碼板函數作用於原始影像則有各種不同的選擇，以筆者的經驗，仍然以 Fenimore 與 Cannon 二位所提出的「等平衡法 (equal balanced mask)」<sup>(4)</sup> 的方法為最佳，也就是說，

$$\begin{cases} \text{開像素} = 1 \\ \text{閉像素} = -1 \end{cases}$$

一般較佳的編碼板的基本面板，開像素的數目與閉像素的數目大致相等 (如圖 6 與 8)。假設基本面板中有  $N$  個開像素與  $M$  個閉像素， $N \approx M$ ，望遠鏡每一像素收到來自天體的光子數為  $S$ ，而背景值為每像素  $B$  個光子，在操作互相關的過程中，當原始影像與編碼板最相合時 (也就是互相關最大時)：

$$\begin{cases} \text{開像素} : 1 \times (S + B) \times N \\ \text{閉像素} : -1 \times B \times M \end{cases}$$

$$1 \times (S + B) \times N + (-1) \times B \times M$$

$$= NS + B(N - M)$$

$$\approx NS$$

背景值會相互抵銷。因此經互相關操作出來的影像中其峰值代表這個天體的強度 (註 7)。而這種方法在其他分析上也有好處，Laudet 與 Roques 證明<sup>(7)</sup>

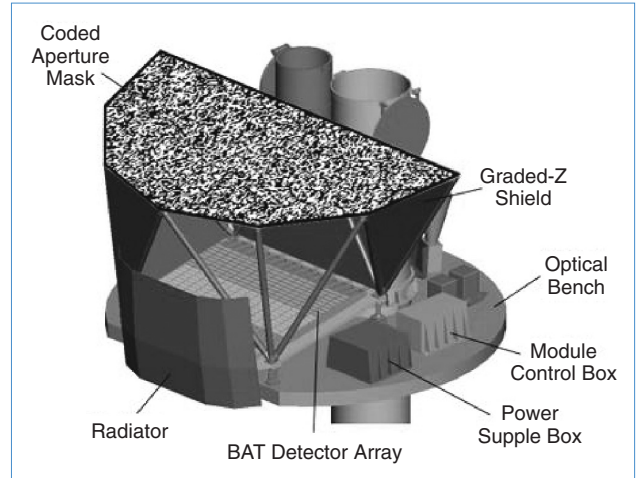


圖 10. Swift 望遠鏡的 BAT，其視場高達 11% 天區 (圖片來源：[http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/swift/about\\_swift/bat\\_desc.html](http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/swift/about_swift/bat_desc.html))。

在等平衡法的操作下，如果影像無系統誤差，其回復天空影像的均方根 (root mean square) 等於原始影像均方根之平方合 (quadratic sum)，也就是說

$$\sigma_{\text{sky}}^2 = \sum_{i,j} \sigma_{\text{raw}}^2$$

這可提供我們檢驗映象是否有扭曲 (distortion) 的現象。

上面的論述是假設偵測器具有完美的空間解析度，但如 4-2 所述，這種偵測器過於理想化。每一個偵測器的空間解析度都是有限的，如此在用互相關作用於原始影像時，只能回復一定比例自天體來的光子數，這個比例稱之卡若里因子 (Caroli factor)<sup>(8)</sup>。其原因如圖 11 所示，由於偵測器空間解析度之故 (或可視為光子位置的誤差)，光源之光子將有部分「溢」出其對應得開像素位置，而被「誤認」為背景光子，因而在經互相關操作出來的影像中，其峰值會比真實來自光源的光子數少，但其比例 (卡若里因子) 可由空間解析度與編碼板像素配置計算而出。只是當編碼板像素太小時，此因子會變得太低，而造成影像之訊噪比很差 (見 4-2 節)，這是需要極力避免的。

雖然都是成像，但以 X 射線光學方式成像和以編碼板成像在本質上仍有不同。基本上，二種望

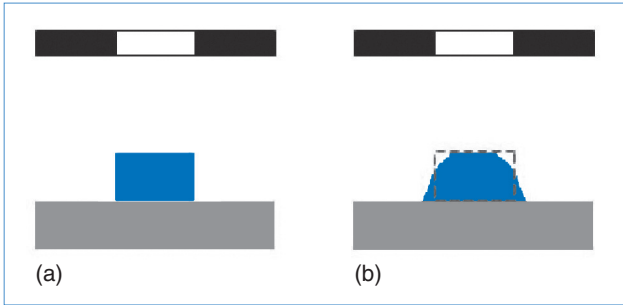


圖 11. (a) 為具有完美空間解析度的偵測器偵測到的影像，藍色為來自天體的光子，灰色為背景光子。(b) 為有限空間解析度的偵測器所偵測到的影像，部分來自天體的光子溢出其對應之開像素。

遠鏡都需要配置一個能偵測高能光子位置的偵測器，一般而言，這些偵測器都能記錄其吸收到光子的位置、光子抵達時間與光子能量。在以 X 射線光學方式成像的望遠鏡而言，它們是將特定方向入射光子，經其光學系統導引，最終集中（聚焦）於偵測器的特定位置，因此原則上我們可以知道每一個光子的方向。若要分析影像中某一光源（或區域）之資料，只要在影像上篩選出特定區域光子的資料，再根據這些光子的紀錄（如抵達時間，能量等）作各式分析（如製作光變曲線或光譜等）。

但以編碼板成像則不同，由於它並無一導引光

子的過程，我們不能憑光子在偵測器上的位置知道這個光子入射方向。由上述編碼板成像的原理可知，基本上它是以「比較」來自各方向光子多寡來成像，而非計較個別光子的方向，因此在初步分析上比較麻煩。比如說要作光譜時，我們必須將所有偵測到光子資料依量作分割，在將每一分割作出天影像後，取出光源在此一分割之光子數，與其他分割的結果結合後，再作光譜分析（註 8）（如圖 12）。

#### 4. 編碼板成像望遠鏡之優勢、困難與展望

相較於以 X 射線光學方式成像的望遠鏡，編碼板成像具有大頻寬、大有效面積與大視場上的優勢，但其成像品質（角分辨率）仍大不如前者，主要原因不在編碼板成像技術上的限制，而在硬 X 射線與  $\gamma$  射線偵測器之空間解析度仍遠不如軟 X 射線望遠鏡（如 Chandra 望遠鏡之 charge coupled device, CCD）。

另一項問題在於它的偵測器大小，編碼板成像望遠鏡的有效面積主要由其偵測器大小決定，這是它的優點，但某方面而言也限制了它的發展。大的單一偵測器不但製造困難，重量也是一大問題。此外，還可能因單位時間蒐集光子過多，造成儀器「死亡時間（dead time）」（註 9）過長，降低其有效面積，可成造成「光子堆疊（pile-up）事件」（註 10），增加偵測上的不確定性。若使用拼接式偵測器或許

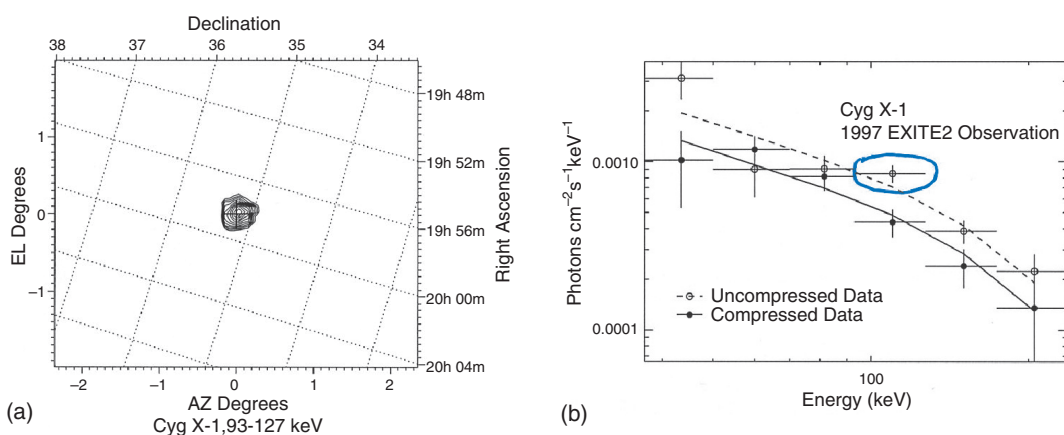


圖 12. 筆者在美國研究時所研發之 EXITE2 望遠鏡觀測黑洞雙星一天鵝座 X-1 (Cyg X-1) 之結果。(a) 為光子能量範圍在 93–127 keV 所成的影像。(b) 為觀測到的天鵝座 X-1 之輻射光譜（二個不同階段），其中以藍色圈出的資料點就是由 (a) 的影像推算而出。（圖片來源：參考文獻 9）。

可解決上述問題，但偵測器之間間隙有可能造成編碼板成像不完整，形成鬼影，而失去編碼板成像的初衷。

目前應用於編碼板成像之偵測器的發展已趨向將偵測器像素化，如 INTEGRAL 中的 Imager on Board the INTEGRAL Satellite (IBIS) 所用之每像素  $4\text{ mm} \times 4\text{ mm}$  的 CdTe 偵測器，與 Swift 的 BAT 所用每像素  $4\text{ mm} \times 4\text{ mm}$  的 CdZnTe 偵測器，雖然目前仍無法達到如可見光或 X 射線光學方式成像的 X 射線望遠鏡所用 CCD 般的精細 (每像素約  $20\text{ }\mu\text{m} \times 20\text{ }\mu\text{m}$ )，但由於編碼板成像的優越性，相信這是一個值得努力的目標。

不可否認的，當要對更高能量的光子成像時，會需要更厚重的編碼板，而造成重量過重、不切實際。此時就必須用另外的方式成像，如 Fermi Gamma-ray Space Telescope 中的 Large Area Telescope (LAT) 利用電子—反電子對生 (pair production) 的原理，或像我國與美國合作的康普吞成像儀 (Nuclear Compton Telescope, NCT)，利用康普吞散射成像，但其影像解析度仍有進步的空間。

## 五、結語

編碼板成像技術發展至今已近三十年，嚴格來講，算不上是一個新的技術，但這種技術有它極大的優勢，除了可應用於需要大頻寬、大有效面積與大視場的硬 X 射線及  $\gamma$  射線望遠鏡外，編碼板本身在設計與製造上的技術挑戰極低，成本亦十分低廉。如我國與美國合作的康普吞成像儀，原設計偵測 200 keV 到 10 MeV 的  $\gamma$  射線，但只要在其上方加上一個編碼板，再適當的選取編碼板的材質與厚度，即可將其望遠鏡增加一個 10—100 keV 硬 X 射線波段。由於我國在製造高能天文望遠鏡方面仍在起步階段，這類以編碼板成像望遠鏡應可為我們初步發展的方向。

## 附註

1. 如想進一步瞭解本文中所介紹的 X 射線或  $\gamma$  射線望遠鏡，可參閱 High Energy Astrophysics

Science Archive Research Center (HEASARC) 的網站，網址：<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/>。

2. XXM-Newton 的影像解析度僅為 6 角秒。
3. 事實上讀者可以自行驗證，單一針孔的編碼板其自相關函數除原點外的區域是平的。
4. 這個技術稱為 pixel shuffling。
5. 在分析資料時，必須將準直儀的吸收 (稱為準直儀反應函數 collimator response function) 一併考慮。
6. 立體角，11% 的  $4\pi$  全天空約相當於  $28^\circ$  直徑的圓形視場。
7. 在真正分析時，仍是用峰值減去背景的平均值之光子數。
8. 事實上，這樣做出來的光譜僅為偵測光譜，要得到天體的光譜，如同其他高能望遠鏡一般，必須要考慮望遠鏡系統的反應矩陣 (response matrix)。
9. 當偵測器的電子系統在處理一個光子事件 (event) 時，在未處理完前，它不會處理任何其他光子事件，稱為儀器之「死亡時間」，這個時間每個事件大約持續數個至數十毫秒。
10. 當二個 (或以上) X 射線或  $\gamma$  射線光子抵達偵測器的時間間隔太短時，偵測器將無法分辨，而將其當作一個光子來處理，這種事件的機率正比於每單位時間抵達偵測器的光子數，因此在大面積的偵測器或成像極佳的 X 射線光學望遠鏡 (由於高度集中光子，如 Chandra) 比較容易發生。

## 參考文獻

1. B. D. Ramsey, C. D. Alexander, J. A. Apple, C. M. Benson, K. L. Dietz, R. F. Elsner, D. E. Engelhaupt, K. K. Ghosh, J. J. Kolodziejczak, S. L. O'Dell, O. C. Speegle, D. A. Swartz, and M. C. Weisskopf, *Astrophysical Journal*, **568**, 432 (2002).
2. A. G. Ables, *Proceedings of the Astronomical Society of Australia*, **4**, 172 (1968).
3. R. H. Dick, *Astrophysical Journal*, **153**, L101 (1968).
4. E. E. Fenimore and T. M. Cannon, *Applied Optics*, **17**, 337 (1978).
5. Y. Chou, P. Blosler, J. Grenzke, J. E. Grindlay, K. S. K. Lum, G. Monnelly, and B. Robbason, *Conf. Record of the 1998 IEEE Nucl. Sci Symposium*, (Piscataway, New Jersey: IEEE), 210 (1998).

6. B. D. Ramsey, R. A. Austin, and R. Decher, *Space Science Review*, **69**, 139 (1994).
7. P. Laudet and J. P. Roques, *Nuclear Instrument Methods*, **A267**, 212 (1987).
8. E. Caroli, J. B. Stephen, G. D. Cocoo, L. Natalucci, and A. Spizzichino, *Space Science Review*, **45**, 349 (1987).
9. Y. Chou, P. F. Bloser, J. E. Grindlay, and T. Narita, *Astrophysical Journal*, **618**, 856 (2005).

- 
- 周翊先生為美國哈佛大學物理博士，現任國立中央大學天文研究所助理教授。
  - Yi Chou received his Ph.D. in physics from Harvard University, USA. He is currently an assistant professor in the Graduate Institute of Astronomy at National Central University.